

Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera

Facultad de Ciencias Físicas

Universidad Complutense de Madrid



**Nuevas técnicas en Astronomía Infrarroja:
Estudio de imágenes profundas en la banda K'**

dirigido por:

Dr. Jesús Gallego Maestro y

Dr. Nicolás Cardiel López

Universidad Complutense de Madrid

Memoria presentada por

D. Ángel Serrano Sánchez de León

como trabajo de investigación de Tercer Ciclo

Madrid, septiembre 2002

Estudios recientes han destacado la naturaleza fundamental de la división entre nebulosas galácticas y extragalácticas. [...] Las nebulosas extragalácticas, al menos las más llamativas, son reconocidas ahora como sistemas completos por sí mismos, y a menudo incorporan nubes con nebulosidad galáctica como parte de su estructura. [...] Del principio general de la uniformidad de la naturaleza se ha deducido la naturaleza similar de las incontables nebulosas débiles.

Las nebulosas extragalácticas forman un grupo homogéneo en el que su abundancia en número aumenta rápidamente para tamaños aparentes y luminosidades decrecientes.

Extra-galactic nebulae

Edwin Hubble, 1926, ApJ, 64, 321

Resumen

Como parte de nuestra colaboración en el Proyecto COSMOS, dedicado a la caracterización de galaxias pertenecientes a la época de máxima formación estelar del Universo, las cuales serán los candidatos ideales para ser observados en un futuro a medio plazo con el Espectrógrafo Multiobjeto Infrarrojo (EMIR) en el Gran Telescopio Canarias (GTC), hemos realizado una exploración fotométrica profunda con un área aproximada de 380 arcmin^2 de la zona adyacente al llamado Campo de Groth ($\alpha \sim 14^{\text{h}}20^{\text{m}}$, $\delta \sim 52^{\circ}20'$, J2000.0). Las observaciones se han obtenido en la banda K' con la cámara infrarroja Omega-Prime del Telescopio de 3.5 m del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto en mayo de 2000.

Para este trabajo, hemos desarrollado una primera versión del software de reducción de datos para EMIR, del que somos responsables dentro del Consorcio que construye este instrumento, con la que hemos reducido nuestras observaciones de Calar Alto. Este nuevo software asegura un mejor tratamiento de los datos infrarrojos, sobre todo a la hora de utilizar máscaras de objetos y en la generación de *flatfields* e imágenes de cielo, que el proporcionado por una reducción estándar con otros paquetes como IRAF.

Hemos realizado conteos de galaxias en la banda K' , que han sido comparados con los resultados de otros autores, con los que se ha encontrado gran acuerdo. Estos conteos en la banda K siempre han constituido un método muy bueno para investigar los parámetros cosmológicos del Universo. Mediante un análisis detallado de la fiabilidad de la detección de fuentes reales y espúreas, hemos concluido que nuestra muestra tiene una magnitud límite de $K' \sim 19,75$. Se ha verificado el cambio de pendiente en los conteos de galaxias alrededor de $K \sim 17$ y se ha calculado que dicha pendiente, en el extremo débil de nuestra muestra, es de $0,24 \pm 0,02$, muy similar a la conseguida por Gardner et al. (1993), Moustakas (1995), Minezaki (1998) o Maihara (2001).

También se ha realizado una comparación de nuestros conteos con los de Cristóbal et al. (2001), enmarcados también dentro del Proyecto COSMOS, pero realizados en la zona central del Campo de Groth. El acuerdo entre ambos conteos es muy bueno, dentro de los errores.

Agradecimientos

Primeramente debo dar las gracias al Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera de la Facultad de Ciencias Físicas de la Universidad Complutense de Madrid, por haberme acogido como doctorando más y haberme permitido realizar esta tesina. No habría sido posible realizarla sin el apoyo de mis directores de tesis, los Doctores Jesús Gallego y Nicolás Cardiel, así como sin la inestimable ayuda de los Doctores Jaime Zamorano y César Enrique García-Dabó, todos ellos pertenecientes al Departamento de Astrofísica. También el Dr. Armando Gil de Paz, antiguo miembro del Departamento y ahora perteneciente al Infrared Processing and Analysis Center de Caltech (EEUU), ha aclarado bastantes aspectos de la astronomía infrarroja desconocidos por mí.

Tengo que agradecer además los consejos sobre la reducción de los datos en el infrarrojo al Dr. Marc Balcells, la Dra. Mercedes Prieto y a David Cristóbal, todos ellos del Instituto de Astrofísica de Canarias, y colaboradores nuestros del Proyecto COSMOS.

Y no puedo dejar de mencionar al Dr. Rafael Guzmán de la Universidad de Florida, por todo su apoyo vía telefónica durante mi estancia en el Telescopio de 3.5 m de Calar Alto (Almería) y por contagiarme todo su optimismo para la realización de este trabajo y todos los que estén por venir.

Por último, debo agradecer el apoyo financiero proporcionado parcialmente por el Programa Nacional de Astronomía y Astrofísica con las becas AYA2000-977 y AYA2000-1790.

Índice general

1. Introducción	1
1.1. Introducción	1
1.1.1. El infrarrojo dentro del espectro electromagnético	1
1.1.2. La banda K frente a las bandas K_s y K'	3
1.1.3. Introducción a los conteos de galaxias	5
1.2. Exploraciones profundas de galaxias en la banda K	8
1.3. Objetivos del presente trabajo	16
2. Observaciones	23
2.1. Instrumentación utilizada	23
2.1.1. Telescopio e Instrumentación	23
2.1.2. Sobre los detectores infrarrojos	27
2.2. Metodología utilizada	34
2.2.1. El problema del brillo de cielo	34
2.2.2. Filtro utilizado	35
2.2.3. Técnicas de observación: <i>Dithering</i>	36
2.3. Campos observados con Omega-Prime	40
2.4. Imágenes de calibración	41
2.4.1. Imágenes de la corriente de oscuridad	41
2.4.2. Imágenes de campo plano o de <i>flatfield</i>	42
2.4.3. Linealidad del detector	45

2.4.4. Estrellas estándar utilizadas	45
2.5. Calidad de las observaciones	46
3. Reducción de las imágenes	51
3.1. Introducción	51
3.1.1. Componentes de la señal detectada	51
3.1.2. Esquema de la reducción	52
3.2. Reducción estándar	54
3.2.1. Sustracción de la Corriente de Oscuridad	54
3.2.2. Creación del <i>Flatfield</i>	56
3.2.3. Sustracción del cielo	58
3.2.4. Combinación de las imágenes	60
3.3. Reducción optimizada mediante máscara de objetos	63
3.3.1. Descripción del método utilizado	63
3.3.2. Sustracción de la Corriente de Oscuridad	66
3.3.3. Creación del <i>FlatField</i>	66
3.3.4. Sustracción del cielo	68
3.3.5. Combinación de las imágenes	70
3.3.6. Generación de una imagen de ruido	72
3.3.7. Creación de la máscara de objetos	74
3.4. Comparación de los resultados obtenidos con ambos métodos de reducción	77
4. Análisis científico de los resultados	81
4.1. Tiempos de exposición conseguidos en cada campo	81
4.2. Cálculo aproximado de la magnitud límite	82
4.3. Calibración fotométrica: Recta de Bouguer	87
4.4. Detección de objetos y obtención de catálogos	91
4.4.1. Detección de objetos en las imágenes reducidas	91
4.4.2. Problema de separación de galaxias y estrellas	92

4.4.3. Corrección de la calibración fotométrica	94
4.4.4. Estimación de la fiabilidad de la detección	99
4.4.5. Conteos de galaxias	100
4.4.6. Astrometría	106
5. Conclusiones y trabajo futuro	107
A. Diseño de un futuro paquete de reducción para EMIR	111
A.1. Introducción	111
A.2. Metodología utilizada	112
A.3. Características de la DRP	115
A.4. Estructura de Clases	117
A.5. Plantillas de reducción para EMIR	119
A.6. Descripción de los filtros de la DRP	122
A.6.1. Paquete de Reducción Básica	122
A.6.2. Paquete de Reducción Completa	124
A.7. Pseudo-código en C++ de la plantilla de reducción <code>Execute Basic Reduction</code> Template	125
B. Campos de la zona adyacente a la Banda de Groth	127
C. Glosario de abreviaturas	141

Índice de tablas

1.1. Principales ventanas infrarrojas de transparencia de la atmósfera en el rango 0,5 – 5,0 μm	3
1.2. Exploraciones en banda K más importantes realizadas en los últimos años. . . .	15
2.1. Características básicas de Omega-Prime.	24
2.2. Coordenadas inicial y final de la banda del Campo de Groth.	41
2.3. Coordenadas de los campos observados.	42
2.4. Nombre y coordenadas de las estrellas estándar utilizadas.	46
2.5. <i>Seeing</i> de nuestras observaciones	46
4.1. Tiempos de exposición totales de cada uno de los apuntados de mayo de 2000. .	82
4.2. Estimación de la magnitud límite de nuestros campos y del brillo del cielo. . . .	87
4.3. Variación de la desviación estándar en la imagen combinada del campo 8 en función del número de imágenes utilizadas para calcularla.	88
4.4. Coeficientes de Bouguer.	89
4.5. Parámetros fotométricos.	91
4.6. Conteos de estrellas en la banda K para la latitud galáctica $b \sim 60^\circ$	94
4.7. Pendientes de los ajustes lineales de las cuentas de los objetos presentes en dos campos contiguos.	96
4.8. Factores de escalado de los campos.	96
4.9. Conteos de objetos en la banda K' según nuestras observaciones.	104

Índice de figuras

1.1. Transmitancia de la atmósfera terrestre en el rango $0,5 - 4,0 \mu\text{m}$	3
1.2. Curvas de transmisión de los filtros K y K'.	4
1.3. Espectro de una galaxia tipo M32 y otra irregular similar a NGC4449.	6
1.4. Correcciones K para las bandas J, H y K hasta $z = 2$	8
1.5. Número de galaxias por unidad de magnitud por grado cuadrado, en función de la magnitud K	11
1.6. Número de objetos por intervalo de magnitud y grado cuadrado en función de las magnitudes K_s y J, teniendo en cuenta el tamaño de los objetos.	13
1.7. Número de objetos detectados en la banda K por intervalo de magnitud y por grado cuadrado.	14
1.8. Diagrama de Madau.	17
1.9. Imagen tomada del Digital Sky Survey donde se muestra la posición del Campo de Groth.	18
1.10. Comparación de desplazamientos al rojo fotométricos y espectroscópicos.	19
1.11. Luminosidad observada en la banda K frente a la masa estelar.	20
1.12. Comparación entre la exploración COSMOS y otras.	21
2.1. Fotografía del Detector Hawaii-1 de Omega-Prime.	24
2.2. Comparación de Omega-Prime con otros instrumentos de infrarrojo cercano.	25
2.3. Intensidad del fondo en el infrarrojo cercano.	27
2.4. Fotografía de Omega-Prime.	28
2.5. Esquema de un <i>array</i> infrarrojo híbrido.	30

2.6. Corte transversal de un <i>array</i> infrarrojo híbrido.	31
2.7. Esquema de la incertidumbre que introduce el ruido kTC.	32
2.8. Diversos modos de lectura de un detector infrarrojo.	33
2.9. Brillo de fondo del cielo en el infrarrojo cercano.	36
2.10. Secuencia hexagonal de los movimientos del telescopio.	37
2.11. Patrón hexagonal del <i>dithering</i> utilizado en nuestras observaciones.	38
2.12. Campos observados.	43
2.13. Composición del Campo de Groth y los campos observados con Omega-Prime. .	44
2.14. Estrellas estándar utilizadas.	49
2.15. Variación del cielo durante las tres noches de observación.	50
3.1. Esquema de una reducción básica en el infrarrojo.	55
3.2. Ejemplo de imagen <i>dark</i> y de <i>flatfield</i>	58
3.3. Ejemplo de imagen antes y después de dividir por el <i>flatfield</i>	59
3.4. Cálculo del <i>flat</i> de cielo.	60
3.5. Esquema de la combinación de imágenes.	62
3.6. Ejemplo de imagen combinada.	62
3.7. Esquema de la reducción optimizada.	65
3.8. Máscara de defectos cosméticos.	67
3.9. <i>Superflat</i> calculado durante la reducción optimizada.	69
3.10. Una imagen dividida por el <i>superflat</i> y un detalle de la misma.	70
3.11. Ajuste del cielo de una imagen y detalle del mismo.	71
3.12. Imagen restada del cielo.	71
3.13. Imagen combinada final del campo 8 de la campaña de mayo de 2000.	73
3.14. Número de píxeles utilizados para el cálculo de la imagen combinada, en función de la posición.	74
3.15. Variación de la desviación estándar en función del número de imágenes indivi- duales utilizado.	75
3.16. Imagen falsa de ruido.	76

3.17. Máscara de objetos.	77
3.18. Comparación de un detalle de una imagen combinada usando los dos métodos de reducción descritos.	78
3.19. Comparación entre los histogramas de los píxeles de cielo según el método de reducción utilizado.	79
3.20. Comparación entre dos campos reducidos con los dos métodos de reducción de- scritos.	80
4.1. Izquierda: Magnitud Límite estimada en función del tiempo total de exposición. Derecha: Variación de la desviación estándar de las imágenes combinadas en función del tiempo de exposición total.	89
4.2. Rectas de Bouguer.	90
4.3. Índice de estelaridad proporcionado por SExtractor.	93
4.4. Ajuste lineal de los flujos de los objetos presentes en dos campos contiguos. . . .	98
4.5. Estimación de la fiabilidad de la detección de fuentes reales y de galaxias frente al total de detecciones.	100
4.6. Histogramas de fuentes reales y espúreas.	101
4.7. Conteos de objetos reales y de objetos ficticios.	102
4.8. Conteos de galaxias en la banda K.	105
A.1. Proceso de generación de software según la filosofía RUP.	115
A.2. Estructura de clases dentro del DPK para el software de EMIR.	120
B.1. Mosaico con los campos observados en la campaña de mayo de 2000.	128
B.2. Campo 1	129
B.3. Detalle del campo 1 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.129	
B.4. Campo 2	130
B.5. Detalle del campo 2 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.130	
B.6. Campo 3	131
B.7. Detalle del campo 3 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.131	

B.8. Campo 4	132
B.9. Detalle del campo 4 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.	132
B.10.Campo 5	133
B.11.Detalle del campo 5 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.	133
B.12.Campo 6	134
B.13.Detalle del campo 6 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.	134
B.14.Campo 7	135
B.15.Detalle del campo 7 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.	135
B.16.Campo 8	136
B.17.Detalle del campo 8 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.	136
B.18.Campo 9	137
B.19.Detalle del campo 9 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.	137
B.20.Campo 10	138
B.21.Detalle del campo 10 comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS.	138
B.22.Imágenes del Campo de Groth, una tomada en el Telescopio de 3.5 m de Calar Alto y la otra con el Telescopio Hubble.	139

Capítulo 1

Introducción

1.1. Introducción

1.1.1. El infrarrojo dentro del espectro electromagnético

La Astronomía Infrarroja se ha desarrollado a pasos agigantados en los últimos años debido a las mejoras técnicas en la instrumentación. La definición de “infrarrojo” va más allá de la idea básica de “por debajo del rojo”, en referencia a la menor frecuencia de estas ondas con respecto a este color. Realmente se trata de una definición tecnológica: podemos decir que el rango infrarrojo del espectro empieza a partir de la longitud de onda de $1.1 \mu\text{m}$ (Glass 1999 [30]), que es precisamente cuando los dispositivos de carga acoplada (CCDs), las placas fotográficas o los fotomultiplicadores, todos ellos usados en la Astronomía Óptica, dejan de ser sensibles. Inmediatamente después del rojo, de 7500 \AA a $1.1 \mu\text{m}$, a pesar de que el ojo humano ya no es capaz de ver la radiación, ésta puede considerarse una mera continuación del visible. La elección de la frontera en $1.1 \mu\text{m}$ se debe simplemente a las propiedades técnicas de los CCDs.

A medida que aumenta la longitud de onda, las estrellas frías y poco masivas se van haciendo cada vez más brillantes, y se hacen notables los “excesos infrarrojos” debidos a la presencia de granos de polvo alrededor de dichas estrellas, que debido a su baja temperatura, emiten radiación infrarroja.

Mientras que en el extremo “cercano” del infrarrojo ($1 - 2,5 \mu\text{m}$), nuestra propia atmósfera

contribuye a la radiación proveniente del espacio con un “bosque” de líneas de emisión debidas al radical hidroxilo (OH^-), más allá de $2.5 \mu\text{m}$ cualquier objeto a temperatura ambiente emite intensamente como un cuerpo negro. Esto conlleva una gran cantidad de dificultades técnicas para las imágenes infrarrojas, tanto de observación como de reducción, porque para exploraciones profundas como la que se presenta en estas líneas, se da el caso de que la radiación típica del cielo llega a ser más brillante que los objetos más débiles que se quieren observar entre tres y cuatro órdenes de magnitud.

Al igual que el comienzo del rango infrarrojo está determinado por cuestiones tecnológicas, al extremo final le ocurre algo similar. A partir de $350 \mu\text{m}$, las técnicas de detección de radio se hacen más eficientes que las del infrarrojo. Precisamente, desde 0.35 mm hasta 1 mm , este rango espectral se denomina región submilimétrica y pertenece ya al campo de la Radioastronomía.

Resumiendo: el rango infrarrojo por convenio se suele subdividir en tres grupos, en función de la longitud de onda observada:

- Infrarrojo Cercano: $1 - 5 \mu\text{m}$.
- Infrarrojo Medio: $5 - 25 \mu\text{m}$.
- Infrarrojo Lejano: $25 - 350 \mu\text{m}$.

La transparencia de la atmósfera terrestre es sensiblemente dependiente de la longitud de onda λ . Existen las llamadas “ventanas”, donde la radiación infrarroja puede llegar hasta el suelo, y otras zonas donde la absorción es máxima. A partir de $26 \mu\text{m}$, la atmósfera se hace completamente opaca. En condiciones excepcionales de escaso contenido de vapor de agua en el aire, se pueden detectar algunas bandas de transmisión cerca de $40 \mu\text{m}$. El vapor de agua y el dióxido de carbono absorben esta radiación. El primero es particularmente destructivo para λ grandes, pero es muy sensible a la altura del observatorio (por eso, éstos se colocan en lugares altos y muy secos).

Las ventanas de transparencia de la atmósfera consideradas usualmente en el rango $1 - 5 \mu\text{m}$ están resumidas en la Tabla 1.1 y pueden verse en la Figura 1.1.

$\lambda_{central}$ (μm)	Letra	Anchura (μm)	$\lambda_{central}$ (μm)	Letra	Anchura (μm)
1.25	J	0.3	1.62	H	0.3
2.2	K	0.4	3.5	L	0.6
3.8	L'	0.6	4.8	M	0.6

Tabla 1.1: Principales ventanas infrarrojas de transparencia de la atmósfera en el rango $0,5 - 5,0 \mu\text{m}$, con su anchura.

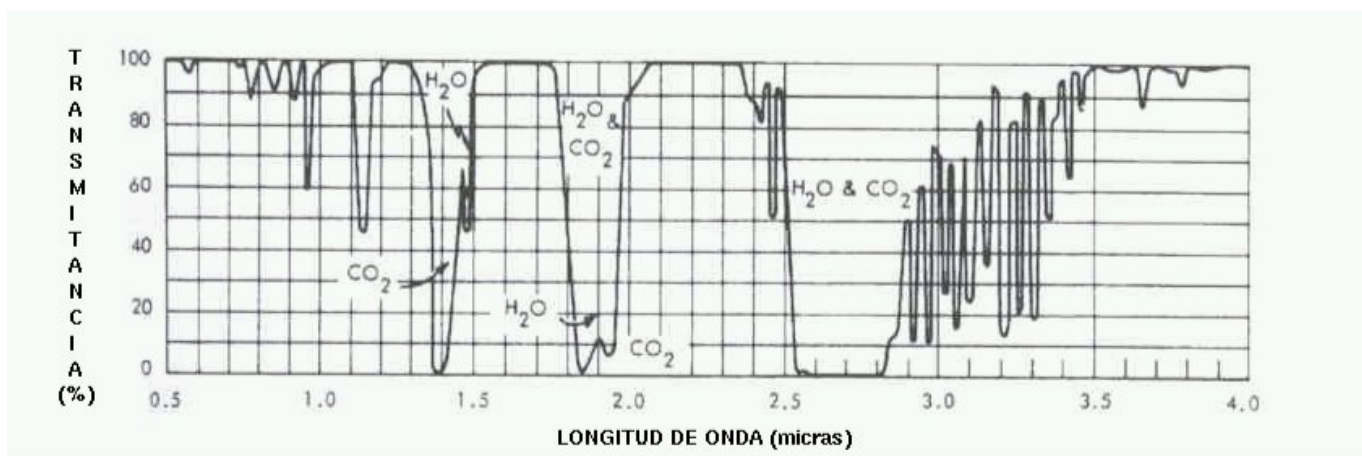


Figura 1.1: Transmitancia de la atmósfera terrestre en el rango $0,5 - 4,0 \mu\text{m}$. Pueden verse claramente las ventanas de transparencia alrededor de $1,2 \mu\text{m}$ (J), $1,6 \mu\text{m}$ (H) y $2,2 \mu\text{m}$ (K). Figura extraída y adaptada de Glass (1999) [30].

1.1.2. La banda K frente a las bandas K_s y K'

Las observaciones que se describen en este trabajo corresponden a imágenes tomadas en la banda K' , centrada en $2,2 \mu\text{m}$. Además de las diversas ventajas científicas de observar en la dicha banda y que se comentarán más adelante, podemos destacar otra de tipo técnico: dicha banda permite realizar las exploraciones infrarrojas más profundas que se pueden conseguir desde Tierra. Esto se debe a que para longitudes de onda superiores, el fondo de cielo se hace desmesuradamente brillante con respecto a los objetos de interés, con lo que no se alcanzan magnitudes límite demasiado profundas.

La banda K, que corresponde al rango $2.008 - 2.427 \mu\text{m}$, está en la zona de transición de dos fenómenos importantes: a λ menores, domina la emisión de las líneas de OH del cielo; a λ mayores, la radiación térmica del cielo y del propio telescopio aumenta rápidamente. Para optimizar las observaciones astronómicas con este filtro, Wainscoat y Cowie (1992) [86] idearon para el Telescopio Keck de Hawái (EEUU) un filtro modificado un poco más estrecho y desplazado hacia λ más cortas, que corresponde precisamente al filtro que nosotros hemos usado, K' ($1.944 - 2.292 \mu\text{m}$), y que tiene la gran ventaja de apantallar la contribución térmica, tal y como puede verse en la Figura (1.2). Otro filtro modificado alternativo es el llamado K_s ($2.002 - 2.390 \mu\text{m}$), que es parecido al K', pero no está desplazado en longitud de onda respecto a K.

Nosotros hemos usado K' por ser el filtro que mejor minimizaba el fondo de cielo de Calar Alto. Como se hace en algunas ocasiones en la literatura, no hemos diferenciado en este trabajo entre K, K_s y K' a la hora de comparar datos de diferentes autores tomados en estas bandas.

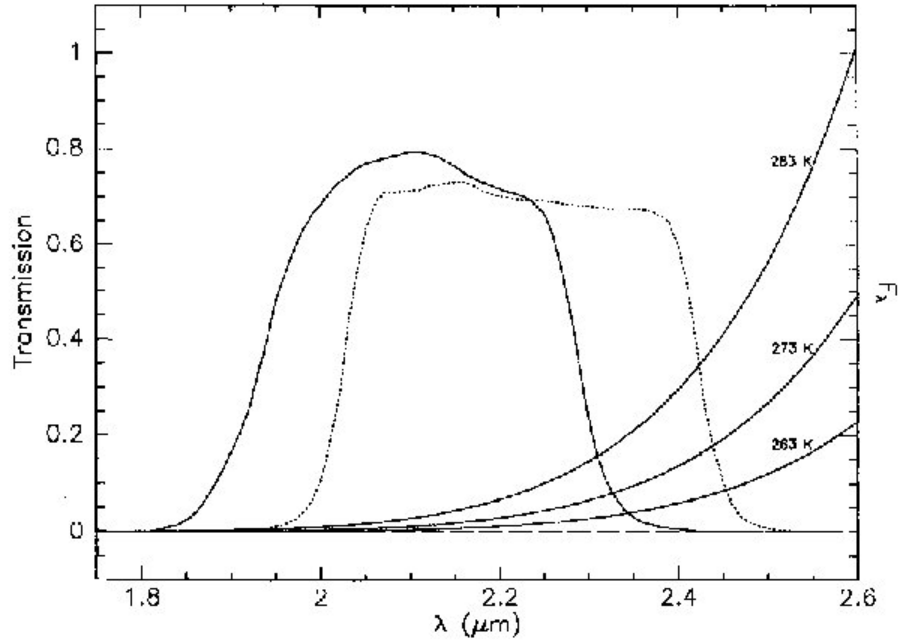


Figura 1.2: Curvas de transmisión de los filtros K y K' (línea punteada y continua, respectivamente), junto con la densidad de flujo emitido por un cuerpo negro para 263, 273 y 283 K. Figura extraída de Wainscoat & Cowie (1992) [86].

1.1.3. Introducción a los conteos de galaxias

Los conteos de galaxias han constituido desde siempre uno de los procedimientos experimentales más habituales para intentar acotar los valores de los parámetros cosmológicos (Hubble 1934 [37], Hubble 1936 [38]). La razón es bien sencilla: diferentes geometrías del universo predicen distintos volúmenes observables y, por tanto, distinto número de galaxias débiles observables (Yoshii & Peterson 1995 [85]). Parece razonable que a lo largo de los últimos años hayan despertado cada vez mayor interés las exploraciones profundas capaces de detectar objetos más y más débiles.

Puesto que la Astronomía en el rango óptico del espectro siempre ha ido por delante, por razones obvias, respecto de otras longitudes de onda, inicialmente se contó el número de galaxias por intervalo de magnitud en las bandas B, V y R, y en algunos casos también en U e I (ver por ejemplo Koo 1986 [43], Tyson 1988 [82], Driver et al. 1994 [16], Smail et al. 1995 [76], Metcalfe et al. 1995 [57], Gardner et al. 1996 [27], Hogg et al. 1997 [34], y otras referencias citadas allí). Sin embargo a medida que los objetos detectados son más lejanos, surgían más complicaciones para su estudio. Principalmente las dificultades son introducidas por los efectos del desplazamiento al rojo z , ya que en realidad la luz que en Tierra observamos en las bandas del visible fue emitida en el ultravioleta, según el sistema local de reposo de cada galaxia. La longitud de onda observada en tierra corresponde a la emitida desde el sistema de la galaxia multiplicada por el factor $(1 + z)$.

En la Figura 1.3, se puede ver el espectro de la galaxia irregular NGC 4449, que ha sido desplazado artificialmente a diferentes z . Claramente se aprecia cómo las diversas características espectrales aparecen a longitudes de onda cada vez mayores, más allá de $1 \mu\text{m}$. En horizontal están dibujados los filtros de banda ancha típicos, a saber, u' , U, B, V, I y los infrarrojos, J, H y K. Para $z \sim 2$, las líneas espectrales del óptico de reposo entran perfectamente en el infrarrojo cercano.

Para tener en cuenta este fenómeno, hay que recurrir a la llamada Corrección K, que también aborda el hecho de que la anchura del filtro de la banda de observación se ve reducida en un factor $(1 + z)$ en dicho sistema de reposo. A todo esto hay que añadir una corrección evolutiva:

la luz detectada en B y en V corresponde a estrellas calientes que evolucionan rápidamente y, por tanto, cuya dependencia del estado evolutivo de la galaxia en la que se encuentran es grande. Se explica así por qué el aspecto de estos objetos varía considerablemente a medida que aumenta z , por no nombrar la influencia del tipo morfológico en estas correcciones. Por último queda mencionar la gran extinción sufrida en estas longitudes de onda, con respecto a otras más largas.

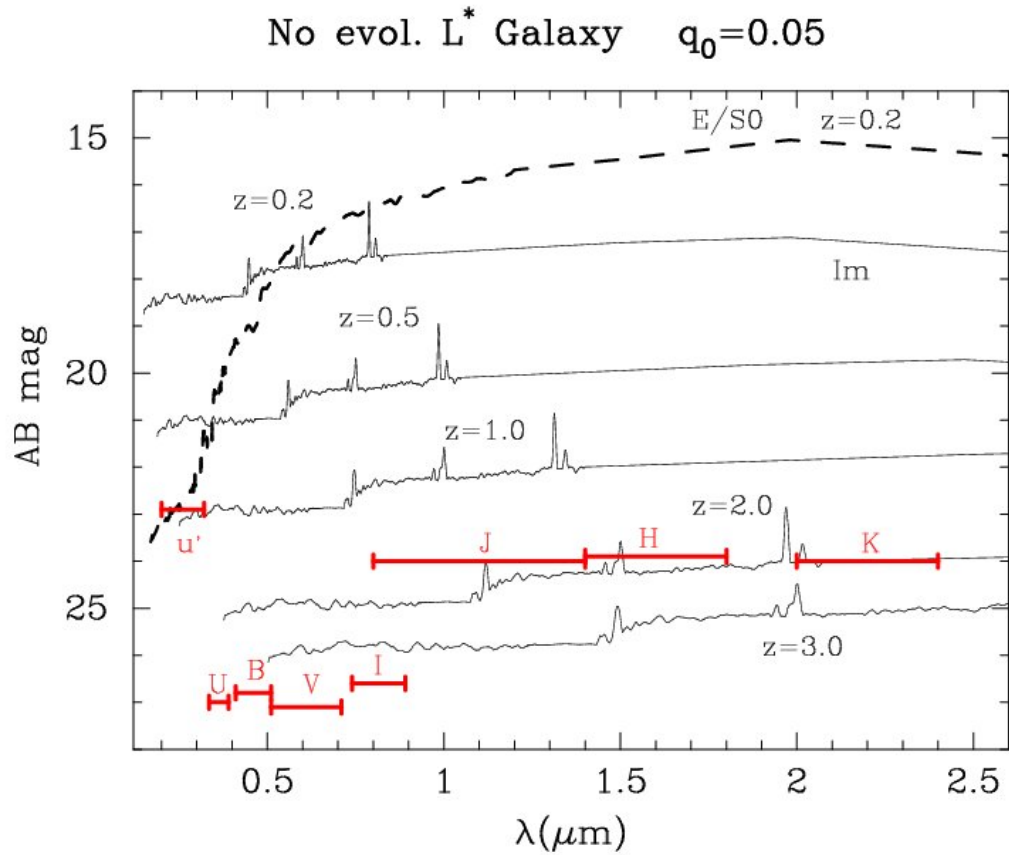


Figura 1.3: Espectro de una galaxia tipo M32 (línea de trazos) y otra irregular similar a NGC4449 (línea continua). El de ésta última ha sido desplazado artificialmente a diferentes valores de z . En horizontal se han pintado los diversos filtros de banda ancha habituales, a saber, u' , U, B, V, I, J, H y K. Se han incluido las magnitudes límites que se alcanzan típicamente en las distintas bandas fotométricas, expresadas en el sistema AB de Oke (1974) [63], así como la anchura de las mismas. Puede verse cómo, a partir de $z \sim 2$, empiezan a entrar líneas espectrales del óptico de reposo en la banda K ($2.2 \mu\text{m}$).

Cuando en los años noventa se empezaron a desarrollar los detectores infrarrojos de gran

campo, los astrónomos se fijaron en nuevas bandas transparentes de la atmósfera ahora accesibles cómodamente. En concreto, pronto se dieron cuenta de las ventajas de observar en la banda K frente a las otras mencionadas anteriormente. Según Gardner et al. (1996) [27], dichas ventajas se pueden resumir en:

- Por un lado, las correcciones K en la banda K presentan un aspecto mucho más suave que en otras longitudes de onda. Estas correcciones son pequeñas y además son prácticamente independientes del tipo morfológico de la galaxia. Hay que decir que, a diferencia de otros rangos espectrales, en K estas correcciones tienden a abrillantar los objetos (Cowie et al. 1994 [10], Poggianti 1997 [67] y Mannucci et al. 2001 [52]). Véase la Figura 1.4.
- Cuando nos vamos a valores altos de z , el espectro de infrarrojo cercano observado realmente corresponde al óptico en el sistema local de reposo. Y esta luz es emitida por multitud de estrellas de aproximadamente $1 M_{\odot}$, con una vida muy larga comparada con la de las estrellas calientes, y por tanto, con pocos efectos evolutivos. Además las características espectrales del óptico se conocen mucho mejor que las de otros rangos.
- Puesto que las estrellas de tipo solar son las más corrientes en las galaxias normales, la medida de la magnitud absoluta en la banda K permite hacer una estimación de la masa de la materia visible de la galaxia (Gil de Paz et al. 2000 [29]).
- Por último, la extinción de la luz es mucho menor en K que en B o en V, ya que $A_K \sim 0,1A_V$ (Glazebrook 1994 [31]).

Con todas estas ventajas respecto a otras longitudes de onda, pronto los esfuerzos fueron encaminados a contar todas las galaxias detectables hasta una cierta magnitud límite, determinada normalmente por cuestiones instrumentales y por el brillante fondo de cielo, en la banda K. Para más información, se pueden encontrar unas excelentes revisiones sobre el tema en Koo & Kron (1992) [44] y en Ellis (1997) [19].

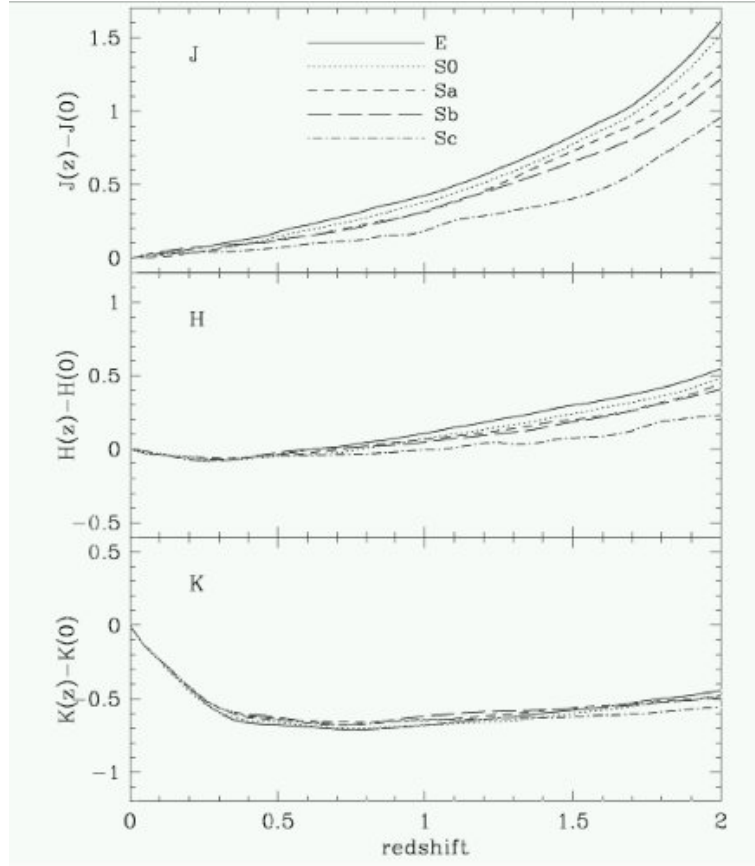


Figura 1.4: Correcciones K para las bandas J, H y K hasta $z = 2$ para distintos tipos morfológicos: E (línea continua), S0 (punteada), Sa (con guiones cortos), Sb (con guiones largos) y Sc (punto-guión). Nótese la casi independencia del tipo morfológico de la galaxia para la Corrección K de la banda K, además de lo pequeña que es comparada con la de otras bandas. Figura extraída de Mannucci et al. (2001) [52].

1.2. Exploraciones profundas de galaxias en la banda K

Uno de los trabajos clave, donde se hace un breve resumen de los avances hasta los primeros años de los 90, puede encontrarse en Gardner et al. (1993) [26]. Gardner y sus colaboradores realizaron una recopilación de los conteos de galaxias en la banda K realizados hasta el momento para magnitudes brillantes ($K < 17$), como pueden ser Mobasher et al. (1986) [59] y Jenkins & Reid (1991) [41], y los ampliaron hasta $K \sim 23$. En la Figura 1.5, podemos ver el número de objetos detectados por grado cuadrado, N , por intervalo de magnitud m , frente a la magnitud

aparente m^1 . Normalmente suele utilizarse una ley de potencias del estilo:

$$N(m) = a 10^{\gamma(m-b)} \quad (1.1)$$

Donde a , b y γ son constantes. Por tanto:

$$\log N(m) = \gamma m + c \quad (1.2)$$

Donde $c = \log a - \gamma b$ es una constante. La pendiente $\gamma = d \log N / dm$ de la ecuación (1.2) es uno de los parámetros más estudiados en los distintos trabajos realizados. Por ejemplo, tras el análisis de los datos de Gardner, claramente puede verse un comportamiento bimodal: la distribución del número de objetos frente a la magnitud puede dividirse en dos regiones, en las que pueden ajustarse dos rectas de distinta pendiente, que se intersectan alrededor de $K \sim 17$. La pendiente medida por este grupo pasa de $\gamma = 0,67$ en el límite brillante de la muestra a 0,26 en la parte de magnitudes débiles. Justo en la transición de una zona a otra se identifica una especie de “joroba”. Hay que señalar que, para un universo euclidiano, dicha pendiente resulta ser 0,6, con lo que el número de cuentas parece pasar de supereuclidiano ($\gamma > 0,6$) a subeuclidiano ($\gamma < 0,6$) a medida que nos fijamos en los objetos menos brillantes.

Los conteos de galaxias análogos realizados en la banda B no muestran tal cambio en la pendiente, y pueden ajustarse mediante una única recta. Así por ejemplo, Tyson (1988) [82] menciona una pendiente γ de 0,45. Sin embargo, Smail et al. (1995) [76] encuentran un comportamiento bimodal en la banda V análogo al de la banda K, ya que la pendiente pasa de 0,40 para $22 \leq V \leq 24,25$, a 0,28 para magnitudes más débiles. Sin embargo, según sus datos, no parece haber un cambio en la pendiente ni en R ni en I.

Otro resultado interesante se encuentra al estudiar el color de las galaxias detectadas en estas exploraciones. Precisamente a partir de $K \sim 17$ hacia valores más elevados, los objetos

¹Aquí m es equivalente a m_K , o también a K , cuando esta letra simboliza el valor de una magnitud. Nótese que K (sin cursiva) también representa de manera más genérica a la propia banda fotométrica centrada en $2,2 \mu\text{m}$ en la que la magnitud vale precisamente m .

tienden a ser más azules. Esto lo muestra el comportamiento del color $B - K$ en función de K : según Gardner et al. (1993) [26], hasta $K \sim 13$, la mediana de todos los valores que toma $B - K$ es aproximadamente 4; después este color se hace más rojo hasta alcanzar un valor de 6 en torno a $K \sim 17$, para luego volver a hacerse más azulado hasta los límites de su estudio, en $K \sim 22$. Observaciones llevadas a cabo por Cowie et al. (1994) [10] confirman esta tendencia hacia el azul en el límite de magnitudes débiles. Esto no es más que la manifestación del problema del exceso de galaxias débiles azules (Koo 1986 [43]), que consiste en la detección de un mayor número de galaxias de las esperadas por los modelos cosmológicos estándar ($0 < q_0 \leq 0,5$) para una población de galaxias similares a las del Universo Local y sin tener en cuenta posibles efectos evolutivos en las mismas (Babul & Ferguson 1996 [1]). Este fenómeno, altamente estudiado, ha inspirado un gran conjunto de trabajos teóricos y revisión de los modelos vigentes sobre el número de galaxias, aunque todavía no se ha llegado a una conclusión definitiva sobre el problema.

La explicación que aportan Gardner et al. (1993) [26] para la tendencia de los objetos menos brillantes a tener colores cada vez más azules es la siguiente: en el rango de magnitudes brillantes, K está determinada solamente por la distancia, ya que se trata de objetos a bajo z . A medida que el desplazamiento al rojo se va haciendo más grande, la distribución de energía se va enrojeciendo, por lo que el color $B - K$ aumenta (efecto de la Corrección K). La posterior tendencia hacia colores más azulados se debe a que, en el rango de magnitudes débiles, predominan las galaxias muy azules. Finalmente concluyen que el cambio de pendiente en K se debe a que dejamos de ver un buen número de galaxias porque éstas experimentan un fenómeno de evolución en torno a $z \sim 1$, que es el desplazamiento al rojo desde el que una galaxia elíptica de luminosidad típica K^* tendría una magnitud aparente de $K \sim 17$.

Posteriormente trabajos relacionados con el conteo del número de galaxias en la banda K han confirmado la existencia de un cambio en la pendiente γ en torno a $K \sim 17$, aunque el valor de dicha pendiente en la zona de los objetos más débiles varía en la literatura. Véase la Figura 1.7. Las cuentas calculadas por diferentes autores presentan una cierta dispersión, debido a la combinación de un conjunto de factores diversos: criterios de selección de los objetos, esti-

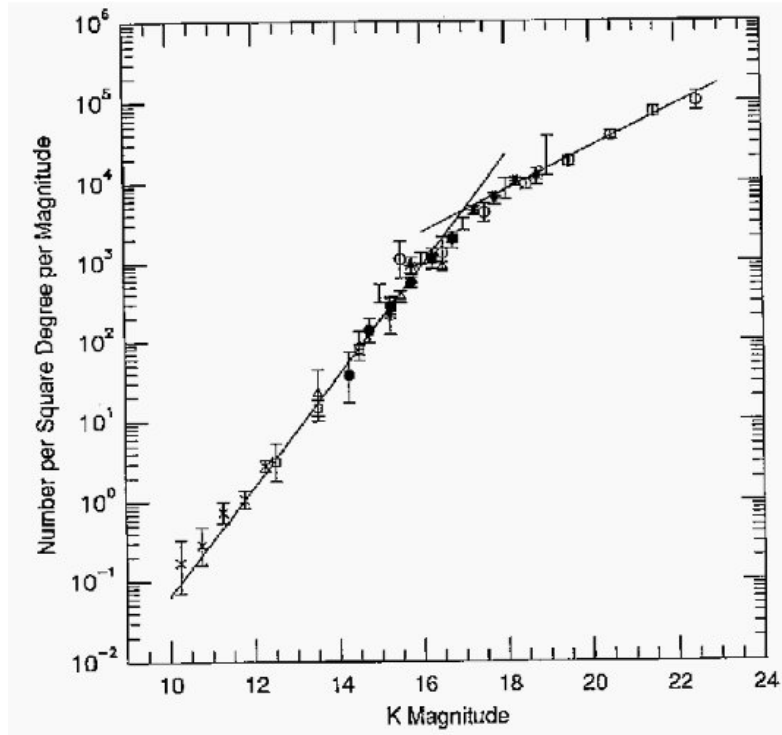


Figura 1.5: Número de galaxias por unidad de magnitud por grado cuadrado, en función de la magnitud K . Se han utilizado dos ajustes de potencias con dos pendientes claramente distintas, $\gamma_{K<17} \sim 0,67$ y $\gamma_{K>17} \sim 0,26$. La gráfica está sacada de Gardner et al. (1993) [26], y se trata de una recopilación de todos los datos hasta esa fecha. Los símbolos utilizados son: Mobasher et al. (1986) [59], cruces; el Hawaii Wide Survey, cuadrados sin relleno; Glazebrook et al. (1994) [31], triángulos; Hawaii Medium Wide Survey, círculos rellenos; el Hawaii Medium Deep Survey, círculos con estrella; Jenkins & Reid (1991) [41], barras de error sin puntos, y finalmente, el Hawaii Deep Survey, círculos sin relleno.

mación de la magnitud (ya sea isofotal, por aperturas o total), corrección de la contaminación y extracción de las estrellas de los campos estudiados, área de cielo observada, seeing, efectos de completitud, mezcla de magnitudes K , K_s y K' , disminución cosmológica del brillo superficial, etc. (Saracco et al. 1997 [70], Totani et al. 2001 [81]).

En la Tabla 1.2, están resumidas las exploraciones en la banda K más importantes, con el valor de la pendiente calculado a partir de cada uno de los conteos. Las abreviaturas utilizadas en la primera columna hacen referencia a los diferentes trabajos realizados hasta la fecha. Podemos destacar: Mob86, Mobasher (1986) [59]; Jen91, Jenkins & Reid (1991) [41]; HWS, Hawaii Wide Survey, HMWS, Hawaii Medium Wide Survey, HMDS, Hawaii Medium Deep Survey, HDS,

Hawaii Deep Survey, todos ellos en Gar93, Gardner et al. (1993) [26]; Glz94, Glazebrook et al. (1994) [31]; Soi94, Soifer et al. (1994) [77]; McL95, McLeod et al. (1995) [55]; Djo95, Djorgovski et al. (1995) [15]; Gar96, Gardner et al. (1996) [27]; Sar97, Saracco et al. (1997) [70]; Mou97, Moustakas et al. (1997) [62]; Hua97, Huang et al. (1997) [35]; Min98, Minezaki et al. (1998) [58]; Ber98, Bershadsky et al. (1998) [4]; Sar99, Saracco et al. (1999) [71]; McC00, McCracken et al. (2000) [54]; Küm00, Kummel et al. (2000) [47]; Väi00, Väisänen et al. (2000) [83]; Hua01, Huang et al. (2001) [36]; Mai01, Maihara et al. (2001) [51]; Mar01, Martini (2001) [53].

El primer trabajo realizado a partir de datos tomados en el Telescopio Keck (Soifer et al. 1994 [77]) confirma los resultados de Gardner, aunque tiende a aportar un número de cuentas más elevado; esto parece deberse a que no se eliminaron las estrellas cercanas superpuestas en la dirección de la visual y a que la región estudiada era rica en objetos a alto desplazamiento al rojo. McLeod et al. (1995) [55] aporta un valor de 0.32 en el rango $18 \leq K \leq 22$, mientras que Djorgovski et al. (1995) [15] propone 0.315 para $20 \leq K \leq 24$. El trabajo de Saracco et al. (1997) [70], a partir de observaciones en la banda K' , muestra unos resultados muy similares a los anteriores, con una pendiente de 0,35 para $K' \geq 17$, pero sin detectar la “joroba” en la zona de transición entre la zona de objetos brillantes y débiles que proponían Gardner et al. (1993) [26].

Otro trabajo muy interesante es el de Bershadsky et al. (1998) [4]. Usando el Telescopio Keck, hicieron un estudio sobre la distribución de los tamaños aparentes de las galaxias en función de la magnitud observada. A medida que los objetos detectados son más y más débiles, las galaxias pequeñas son las que parecen dominar el régimen de cuentas y alcanzan un color de $J - K \sim 1,6$. Este resultado fue corroborado por Saracco et al. (1999) [71], que muestran que para $K_s > 19$, las galaxias se vuelven cada vez más azules y compactas (ver Figura 1.6), y además, son la principal fuente en las cuentas de objetos en este rango de magnitudes. No sólo eso: las galaxias pequeñas muestran una distribución en función de la magnitud diferente de la de las grandes. Así por ejemplo, según sus datos, Saracco y colaboradores encuentran una pendiente $\gamma_{peq} \sim 0,6$ para los objetos más compactos, y $\gamma_{gra} \sim 0,36$ para los grandes, en el intervalo de magnitudes $17 \leq K_s \leq 22$. Además las galaxias de menor tamaño tienen una menor

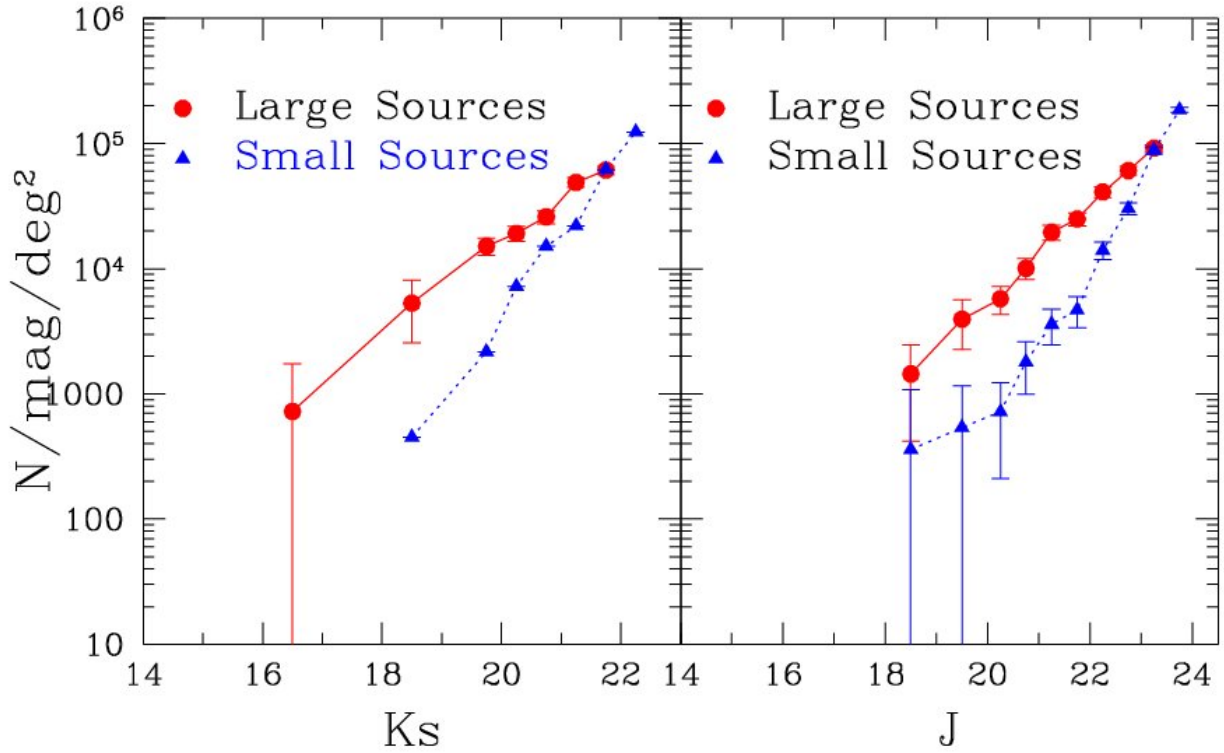


Figura 1.6: Número de objetos por intervalo de magnitud y grado cuadrado en función de las magnitudes K_s y J , teniendo en cuenta el tamaño de los objetos. Por fuentes grandes, se entiende las que son mayores que la media de todos los objetos considerados. Definición análoga para las fuentes pequeñas. Las pendientes que se obtienen en el ajuste son $\gamma_{peq} \sim 0,6$ y $\gamma_{gra} \sim 0,36$. Para las magnitudes más débiles, $K_s > 21,5$, las galaxias más compactas son las que dominan las cuentas. Figura extraída de Saracco et al. (1999) [71].

densidad de número de objetos para magnitudes brillantes, aunque una mayor pendiente. Para magnitudes muy débiles, más allá de $K \sim 21,5$, estos objetos superan en un gran número a los de gran tamaño. Sin embargo, para las galaxias más lejanas, que vemos como las más débiles, estamos sufriendo un importante sesgo observacional, ya que las vemos cada vez más pequeñas debido a las grandes distancias que nos separan.

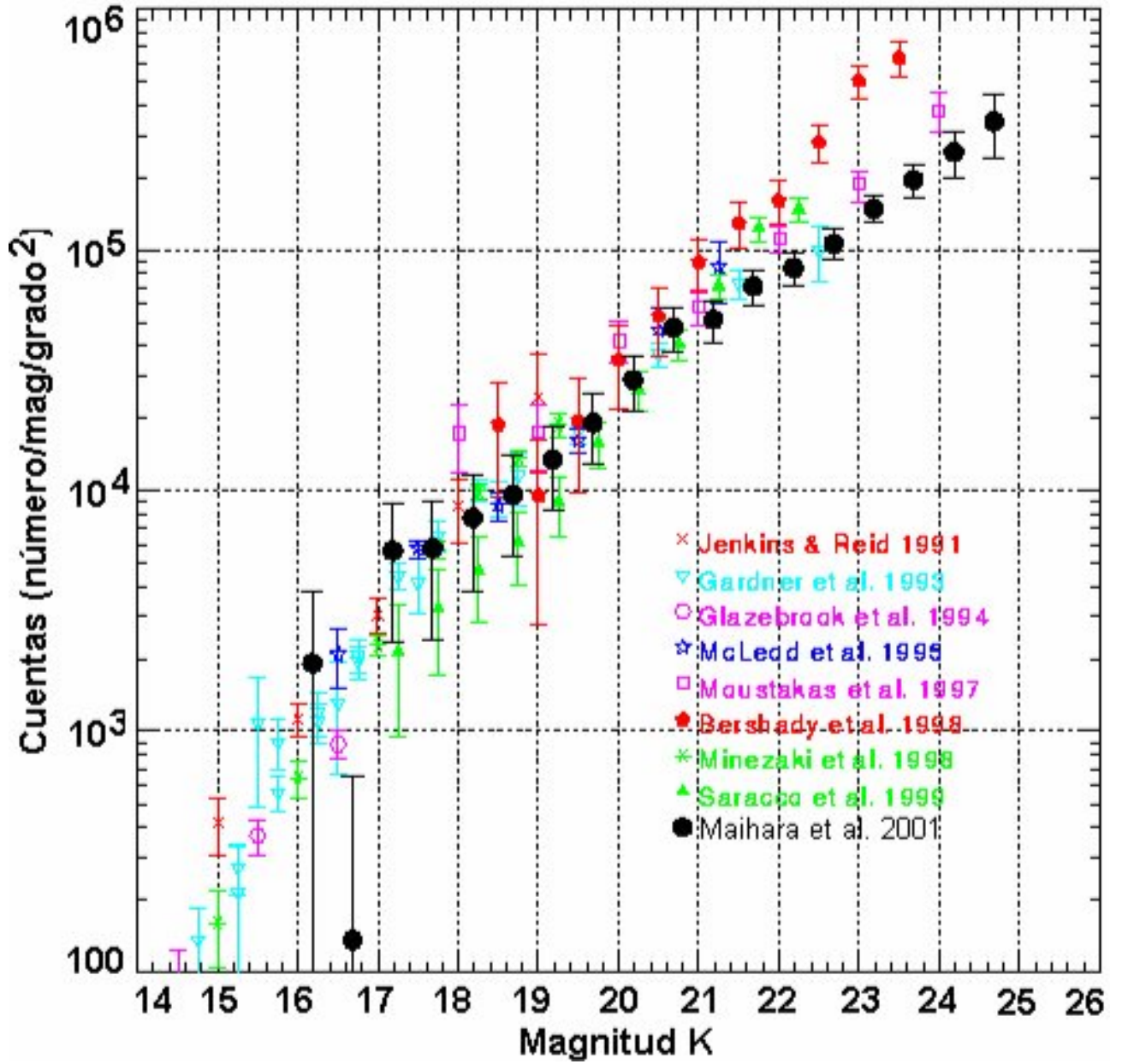


Figura 1.7: Número de objetos detectados en la banda K por intervalo de magnitud y por grado cuadrado. Solamente se han representado las cuentas de algunos trabajos, tal y como puede leerse en la leyenda. Esta gráfica se ha tomado y adaptado de la Figura 9 de Maihara et al. (2001) [51]. Puede apreciarse claramente el cambio de pendiente que se produce en torno a $K \sim 17$, así como la gran dispersión que existe en el rango de magnitudes más débiles, donde los resultados de Bershady et al. (1998) [4] llegan a triplicar los de Maihara et al. (2001) [51].

Exploración	Banda	Campo	K_{lim}	γ	Comentario
Mob86	K	$\sim 41,6$ grados ²	~ 13	–	
Jen91	K	~ 40 arcmin ²	$\sim 19,5$	–	
HWS	K'	$\sim 1,6$ grados ²	~ 15	0,67	Gar93
HMWS	K'	~ 582 arcmin ²	~ 17	0,67	Gar93
HMDS	K'	~ 168 arcmin ²	~ 19	0,26	Gar93
HDS	K'	$16,5$ arcmin ²	~ 23	0,26	Gar93
Glz94	K	552 arcmin ²	$\sim 17,3$	0,45	Valor en $K = 17$
Soi94	K _s	$\sim 2,2$ grados ²	~ 22	–	Presencia de QSOs
McL95	K _s	~ 22 arcmin ²	$\sim 21,5$	0,32	$18 \leq K_s \leq 22$
Djo95	K	–	~ 24	$0,315 \pm 0,02$	$20 \leq K \leq 24$
Gar96	K	~ 10 grados ²	~ 16	0,627	$13 \leq K \leq 15$
Sar97	K'	~ 210 arcmin ²	~ 20	0,35	Pendiente para $K' > 17$
Mou97	K	–	–	0,23	
Hua97	K'	~ 10 grados ²	16	$0,689 \pm 0,013$	$13 \leq K' \leq 16$
Min98	K'	~ 180 arcmin ²	~ 21	0,28	
Ber98	K'	$1,5$ arcmin ²	24	$0,36 \pm 0,02$	
Sar99	K _s	~ 20 arcmin ²	22,5	0,38	
McC00	K	~ 50 arcmin ²	22,75	$0,37 \pm 0,03$	
Küm00	K'	$\sim 3,5$ grados ²	17,5	0,56	$K' < 17$
Väi00	K	~ 1 grado ²	18,0	$\sim 0,40$	$15 \leq K \leq 18$
Hua01	K'	$0,2$ grados ²	19,75	$0,64 - 0,36$	K' brillantes – débiles
Mai01	K'	–	23,5	0,23	
Mar01	K	185 arcmin ²	18.0	0.54	$14,0 \leq K \leq 18,0$

Tabla 1.2: Lista de las exploraciones en banda K más importantes realizadas en los últimos años. Los detalles pueden encontrarse en los artículos originales. Las abreviaturas de la primera columna están explicadas en el texto. En las otras columnas se especifica: la banda fotométrica utilizada en cada exploración (K, K_s o K'), el campo total observado, la magnitud límite a la que los efectos de completitud son importantes, el valor de la pendiente de la relación $\log N - m$, y finalmente, en caso necesario, un comentario aclaratorio sobre la exploración. Los datos expresados con un guión (–) no se mencionan en el artículo original.

1.3. Objetivos del presente trabajo

Con la puesta en marcha en los próximos años del Gran Telescopio de Canarias GTC² de 10 m, así como del Espectrógrafo Multiobjeto Infrarrojo EMIR³, resulta necesario preparar con antelación las que serán las primeras observaciones con esta nueva instrumentación, para así sacar mayor rendimiento de la misma. Para ello, se ideó COSMOS⁴, la exploración fotométrica a la que pertenece este trabajo, con la intención de observar con los medios disponibles hoy día los que serán candidatos a un posterior estudio detallado con EMIR desde el GTC. COSMOS nace con la pretensión de extender el conocimiento que tenemos de las galaxias hasta desplazamientos al rojo de $z \sim 3$, en especial, sobre todo lo relacionado con la historia de la formación estelar del universo. Según parecen indicar los trabajos especializados en el tema (Madau et al. 1996 [50]), hubo un momento en la historia cósmica en el que el número de estrellas que se estaban formando es máximo. Parece corresponder a aquellos desplazamientos al rojo comprendidos entre 1 y 2, cuando el universo tenía un 10 % – 40 % de su edad actual (véase la Figura 1.8). La ventaja de observar en la banda K es que las galaxias situadas a estos z ven desplazado su espectro óptico hasta las longitudes de onda de infrarrojo cercano (como ya se mostró en la Figura 1.3). COSMOS, con la ayuda de EMIR cuando éste entre en funcionamiento, llevará a cabo un estudio exhaustivo de las galaxias situadas en $2 \leq z \leq 3$, que incluya, entre otros temas, información sobre la morfología, la estructura, la cinemática, las poblaciones estelares, la tasa de formación estelar, la metalicidad, las funciones de masa y de luminosidad. COSMOS ya ha empezado a producir publicaciones como Serrano, Cardiel & Gallego et al. (2002a) [74], Serrano, Cardiel & Gallego et al. (2002b) [75], y Cristóbal, Prieto & Balcells et al. (2002) [12].

Este trabajo de investigación parte como una exploración profunda de casi 400 arcmin² (ampliable en futuras campañas de observación) en la banda K' (Wainscoat & Cowie 1992 [86]) de las zonas adyacentes al Campo de Groth (Groth et al. 1994 [33], Koo et al. 1996 [45]), cuyas

²<http://www.gtc.iac.es>

³<http://www.ucm.es/info/emir/>

⁴<http://www.ucm.es/info/emir/goya/>

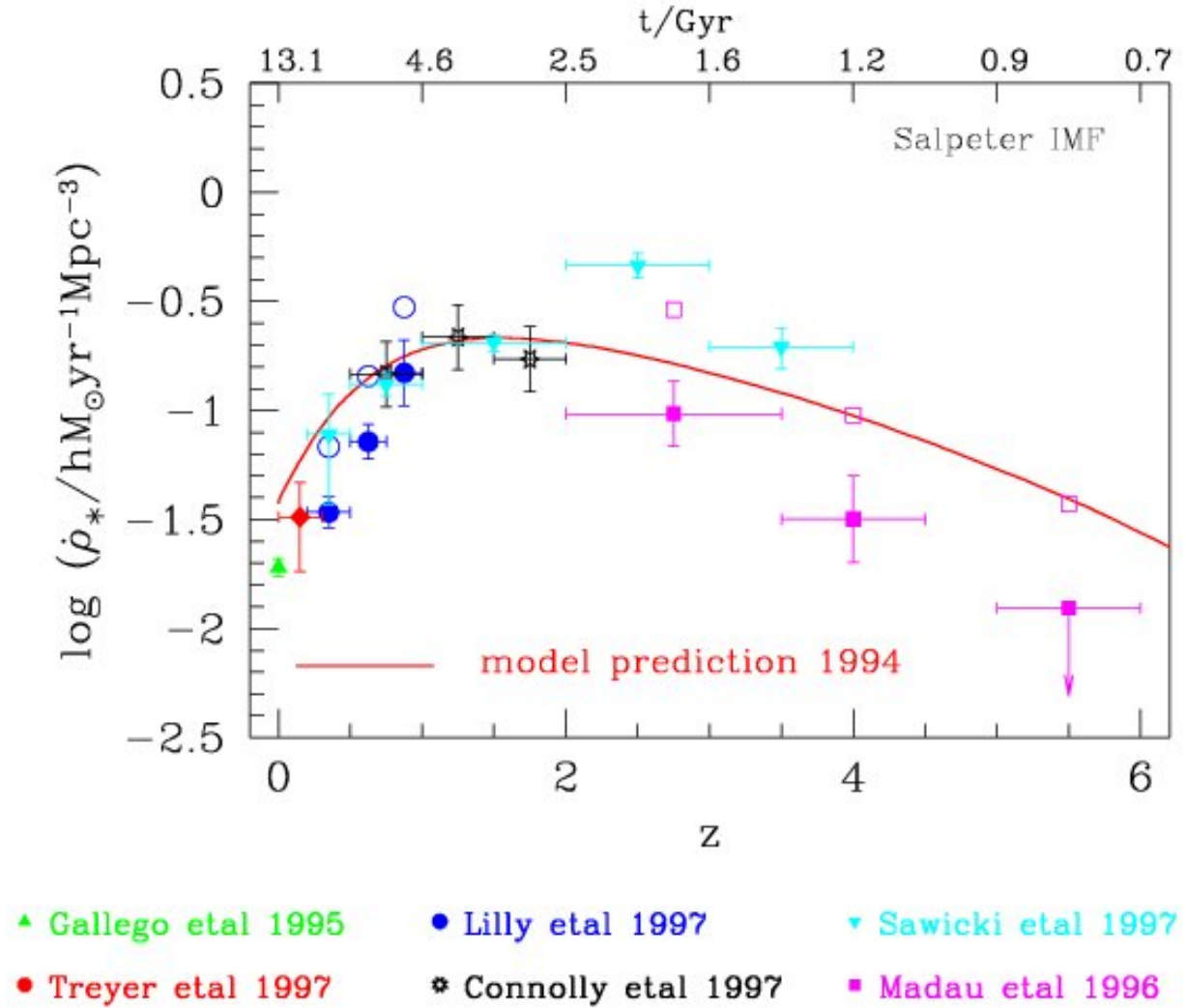


Figura 1.8: Diagrama de Madau, que representa la evolución de la historia de la formación estelar en el universo en función del desplazamiento al rojo (eje horizontal inferior) o el tiempo transcurrido desde el Big Bang (eje horizontal superior). Como puede verse, parece existir un máximo entorno a $1 \leq z \leq 2$. Figura extraída de Baugh et al. (1998) [3].

coordenadas son $\alpha \sim 14^h 20^m$, $\delta \sim 52^\circ$, J2000.0. Se trata de una región del cielo escogida por su baja extinción galáctica, según los mapas de Schlegel et al. (1998) [72], debido a su alta latitud galáctica ($b \sim 60^\circ$). Véase la Figura 1.9. Pretendemos detectar galaxias con formación estelar extrema (LBCGs, del inglés *Luminous Blue Compact Galaxies*) situadas a alto desplazamiento al rojo z , como parte de una exploración fotométrica internacional en las bandas B, R e I (CFHT, Hawái) y K (España), cuyos principales objetivos son los siguientes:

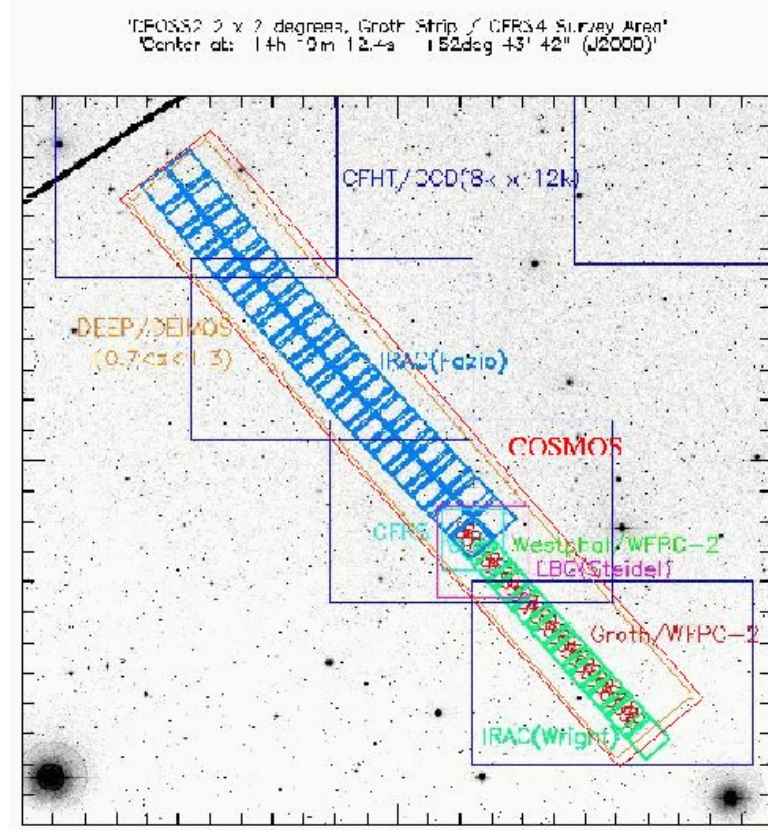


Figura 1.9: Imagen tomada del Digital Sky Survey donde se muestran las exploraciones realizadas por diferentes grupos de investigación en la zona del Campo de Groth. Las observaciones originales de Groth et al. (1994) [33], realizadas con la cámara WFPC-2 del HST, están dibujadas en rojo oscuro en la esquina inferior derecha. El proyecto COSMOS (rojo vivo) abarca tanto la zona central del Campo de Groth, como sus flancos. También se indican otras exploraciones: CFRS (azul claro), DEEP (naranja) e IRAC (azul y verde). El tamaño del campo dibujado es de 2×2 grados².

- Usando la técnica de los desplazamientos al rojo fotométricos (Pelló et al. 1996 [64], Bolzonella et al. 2000 [6]), queremos determinar z para todos aquellos objetos situados a $z > 1$. Para que se obtengan resultados óptimos, es necesario cubrir tanto el mayor número de bandas fotométricas como el mayor rango espectral posibles. De ahí la importancia de observar en la banda K del infrarrojo cercano, ya que para longitudes de onda infrarrojas mayores, la observación desde Tierra se hace prácticamente imposible por la elevada emisión térmica de ruido detectada. Ver Figura 1.10.

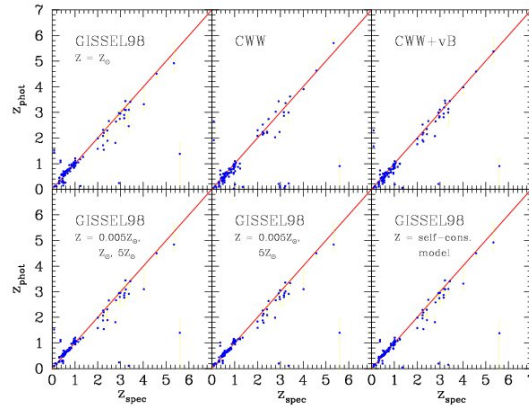


Figura 1.10: Comparación de desplazamientos al rojo fotométricos y espectroscópicos para las muestras del HDF-N y HDF-S, para distintos espectros de referencia y metalicidades. Las barras de error corresponden a 1σ . Extraído de Bolzonella et al. (2000) [6].

- Se pretende identificar y crear un catálogo de las galaxias del tipo LBCGs situadas a alto desplazamiento al rojo que podamos detectar.
- Con todos estos datos, será interesante extender la función de luminosidad de este tipo de objetos a $z \leq 0,5$.
- Desde trabajos como Gil de Paz et al. (2000) [29], se puede relacionar la magnitud absoluta M_K de estas galaxias con su masa estelar, mediante la comparación del flujo observado en el infrarrojo cercano con modelos de síntesis evolutiva. El estudio de la distribución de masa de estos objetos LBCGs para $z \leq 1$ es un tema crucial que pretendemos abordar. Ver Figura 1.11.
- Por último, los objetos seleccionados como candidatos a alto desplazamiento al rojo serán en un futuro observados y estudiados espectroscópicamente. La región espectral de interés es la situada entre [OII]3727 hasta $H\alpha$ para LBCGs entre $0,1 \leq z \leq 3$, de donde se puede extraer valiosa información sobre la tasa de formación estelar (a partir de la luminosidad de $H\alpha$), la metalicidad (abundancia de oxígeno), la extinción (gracias al decremento de Balmer), así como detalles sobre la cinemática de estos objetos (por las anchuras de las líneas de emisión). Este estudio espectroscópico se pretende llevar a cabo mediante los es-

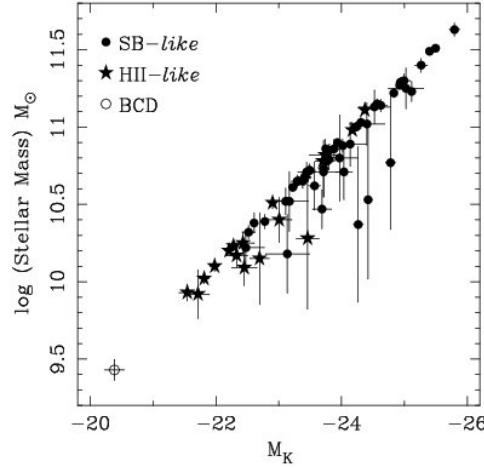


Figura 1.11: Luminosidad observada en la banda K frente a la masa estelar calculada a partir de modelos de Bruzual y Charlot 96, para una muestra de galaxias con formación estelar intensa de la Exploración UCM. Extraído de Gil de Paz et al. (2000) [29].

pectrógrafos ópticos e infrarrojos actualmente en construcción, como pueden ser DEIMOS en el Telescopio Keck en Hawái, o EMIR en el GTC. También queremos investigar la posible relación entre las galaxias altamente enrojecidas situadas a alto z (que detectaremos en un futuro mediante SIRTf) y las detectadas ya hoy en día en el ultravioleta y el visible. La banda K será crucial, ya que podría tratarse de la única oportunidad de poder observar ambos tipos de poblaciones simultáneamente. Las LBCGs resultan interesantes, ya que han contribuido enormemente a la formación estelar en el Universo en los últimos $\sim 9 - 10$ Gyrs.

Las magnitudes límite de nuestra exploración fotométrica, tomando una relación señal-ruido $SNR = 5$ dentro de una apertura de $1''$ de diámetro, resultan ser las siguientes: $B_{AB} = 26$, $R_{AB} = 26$, $I_{AB} = 26$ y $K_{AB} = 22$ (ver Figura 1.12), donde el subíndice AB corresponde al sistema de Oke (1974) [63], en el que la magnitud se define como $m = -2,5 \log f_\nu - 48,60$, donde f_ν está medido en $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$. La correspondencia con el sistema de Johnson viene dada por: $B = B_{AB} + 0,11$, $I = I_{AB} - 0,48$, $K = K_{AB} - 1,8$. Nuestra exploración no es la única que se está llevando a cabo en la actualidad, aunque sí es la que llega más profundo. Así por ejemplo, alcanzamos aproximadamente 2 magnitudes más débiles que el grupo de NOAO.

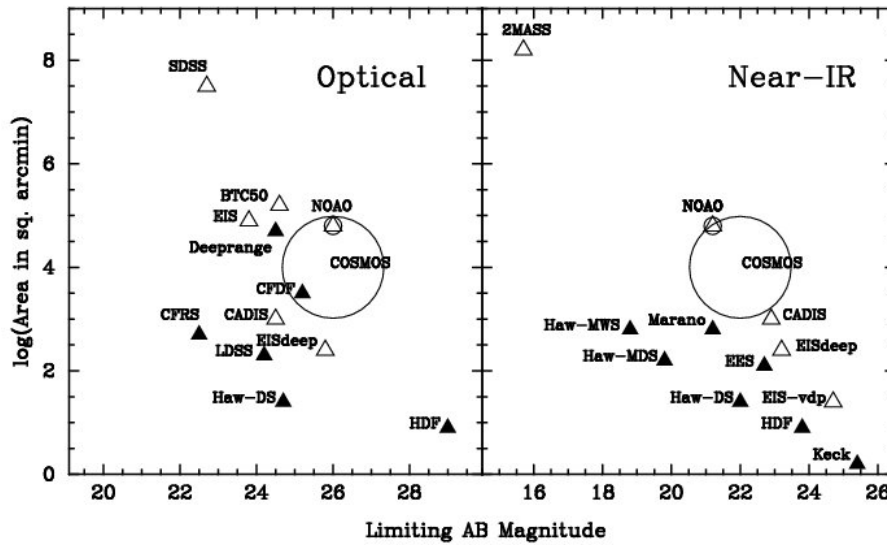


Figura 1.12: Comparación entre la exploración COSMOS y otras similares que se llevan a cabo en la actualidad. COSMOS ocupa un lugar privilegiado por sus objetivos de área y magnitud límite.

Los anteriores son los objetivos a largo plazo de este trabajo, que por tanto, serán abordados en un futuro. En cuanto a los objetivos reales de este trabajo a corto plazo, podemos destacar los siguientes:

- Por un lado, el inicio de la generación del software de reducción de datos para imágenes y espectros de multirrendija de EMIR, como parte integrante del grupo responsable de esta tarea ante el Consorcio que construye este instrumento. Como se comentará brevemente en el Apéndice A, estamos siguiendo la filosofía impuesta por el proceso de ingeniería de software Rational Unified Process, así como los estándares de software, hardware y programación de GTC. Como comentaré en su momento, disponemos ya de una versión preliminar de este software, que todavía no cumple los estándares de GTC, pero con la que nos hemos enfrentado en profundidad con los problemas que conlleva una reducción de datos en el infrarrojo cercano (problemas de la creación de la máscara de objetos, generación del *flatfield* y sustracción del cielo).
- Por otro lado, vamos a realizar conteos de galaxias en la banda K' en nuestras imágenes reducidas, para compararlos con los de otros autores. Se hará una comparación especial

con el trabajo de Cristóbal et al. (2001) [11], que han realizado conteos de casi la misma zona del cielo que nosotros, dentro de una colaboración del Proyecto COSMOS.

Este trabajo de Tercer Ciclo constituye un estudio piloto en el que se han abordado desde la toma de datos, al análisis de todos los procesos que serán necesarios en un futuro para el proyecto COSMOS.

La organización del trabajo es la siguiente: en el Capítulo 2 se presentan las observaciones realizadas en el Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto (Almería), así como las técnicas utilizadas para optimizar la toma de datos en el infrarrojo cercano. En el Capítulo 3, se explican los procedimientos seguidos para la reducción de las imágenes. En el Capítulo 4 se analizan los resultados, se estima la magnitud límite de nuestra muestra y se realiza la detección de objetos de nuestras imágenes. Se comentan los problemas de la separación de estrellas y galaxias, así como los de la fotometría. Tras un estudio de la fiabilidad de la detección de objetos reales y espúreos, presentamos los conteos de galaxias calculados a partir de nuestras imágenes, que se compararán con los realizados por otros grupos. Finalmente, en el Capítulo 5 se resumen las conclusiones que se obtienen del trabajo. En el Apéndice A, se introduce el diseño preliminar de un software especializado en la reducción de los datos en infrarrojo cercano que se tomarán con EMIR, en cuya programación participo como miembro del Grupo de EMIR en la UCM. En el Apéndice B están agrupadas todas las imágenes de nuestra muestra. Por último, en el Apéndice C está el glosario de abreviaturas.

Capítulo 2

Observaciones

2.1. Instrumentación utilizada

2.1.1. Telescopio e Instrumentación

Las imágenes estudiadas en el presente trabajo de investigación fueron obtenidas por Jesús Gallego y Ángel Serrano durante las noches del 15 al 17 de mayo de 2000, en el Telescopio de 3.5 m del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto¹, Almería, España. El instrumento utilizado fue la cámara de gran campo Omega-Prime, situada en el foco primario del telescopio, y que consiste en un *array* infrarrojo de HgCdTe con un MOSFET de silicio de 1024×1024 píxeles construido por la empresa Rockwell² (ver Figura 2.1). El tamaño del lado de cada píxel proyectado en el cielo es aproximadamente de $0,4''$, de forma que el campo total de visión de cada imagen es de $6,76' \times 6,76'$. Las características básicas de Omega-Prime están resumidas en la Tabla 2.1.1.

Omega-Prime dispone de diversos filtros de banda ancha para el infrarrojo cercano, como J, H y K, además de los filtros truncados K', también llamado K_m (Wainscoat & Cowie 1992 [86]), y K_s , que reducen el fondo térmico del cielo y del telescopio. También dispone de otros filtros de banda estrecha, centrados en algunas líneas particulares de interés.

¹<http://www.caha.es>

²<http://www.risc.rockwell.com/>

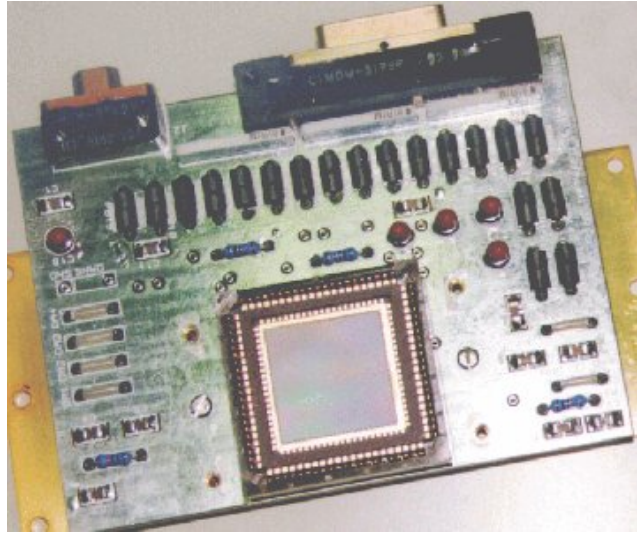


Figura 2.1: Fotografía del Detector Hawaii-1 para infrarrojo cercano de Omega-Prime.

Tipo de detector	Rockwell Hawaii HgCdTe
Tamaño	1024×1024 píxeles
Escala de píxel	$0,3961 \pm 0,0004$ "/píxel
Ruido de Lectura	~ 25 electrones
Corriente de oscuridad	< 2 electrones/s/píxel
Campo de visión	$6,76 \times 6,76$ arcmin ²
Rango espectral	$1.0 \mu\text{m} - 2.5 \mu\text{m}$
Foco	Primario

Tabla 2.1: Características básicas de Omega-Prime.

Este instrumento ha permitido, desde su puesta en marcha en 1996, situar a Calar Alto a la cabeza de los observatorios dedicados a la Astronomía Infrarroja. Su gran campo (casi 46 arcmin²) y su gran transmisión (llamada en inglés *throughput*), hacen que Omega-Prime sea ideal para las exploraciones profundas de gran área actuales. En la Figura 2.2, está representada la situación de Omega-Prime respecto de otros instrumentos de infrarrojo cercano actuales o en construcción.

Podemos destacar algunas características que lo hacen único:

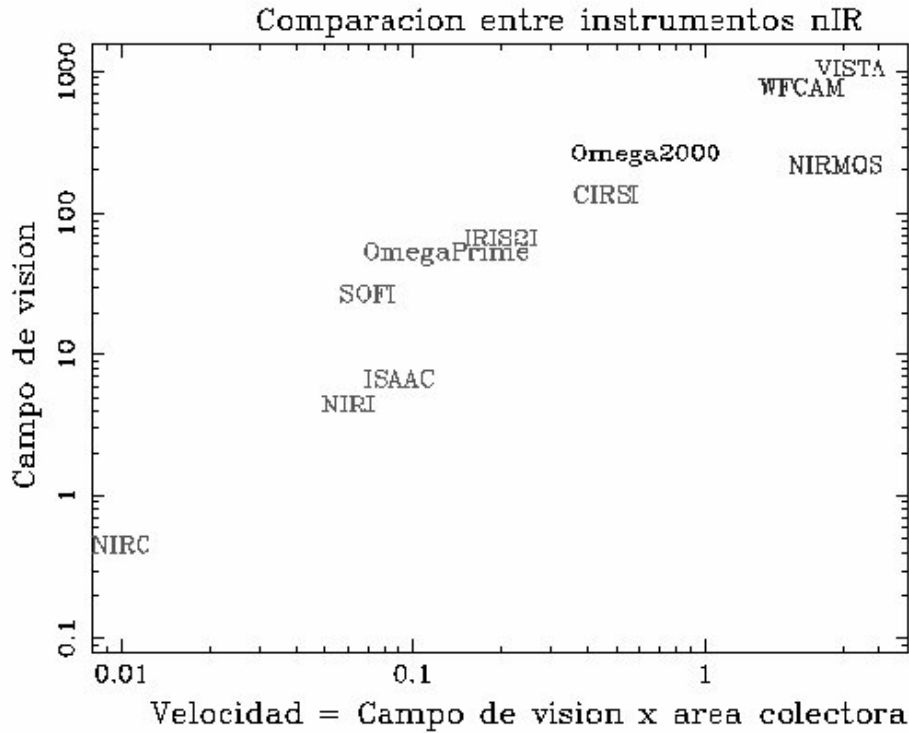


Figura 2.2: Comparación de Omega-Prime con otros instrumentos de infrarrojo cercano, tanto actuales como futuros. El campo de visión está expresado en arcmin^2 en el eje vertical y en grados^2 en el horizontal; el área colectora es la correspondiente al diámetro del espejo primario del telescopio, expresada en m^2 . Para Omega-Prime, este área vale $\pi(3,5/2)^2 \sim 9,6 \text{ m}^2$, con un campo de casi 46 arcmin^2 . La “velocidad” del instrumento, entendida como el producto entre el área colectora y el campo de visión, está expresada en la figura en $\text{grados}^2 \text{ m}^2$. Omega 2000, NIRMOS, VISTA y WFCAM empezarán a funcionar en los próximos años. Omega-Prime sólo es superado en la actualidad por IRIS2I y CIRS.

- No dispone de pantalla de pupila fría (del inglés *cold pupil stop*), también llamada pantalla de Lyot (*Lyot stop*). La función que cumple este tipo de pantalla es evitar que llegue al detector radiación que no provenga del espejo primario. Como en infrarrojo cercano, en especial a partir de $2.5 \mu\text{m}$ hacia longitudes de onda mayores, la emisión térmica de los objetos empieza a ser superior al fondo de cielo, el tratamiento correcto de este fenómeno se hace crucial, especialmente para la banda K. La eliminación de esta pantalla supone un diseño óptico mucho más sencillo, ya que el número de lentes y de reflexiones en espejos se ve reducido.

- Para eliminar el exceso infrarrojo de fondo se dispone de dos tipos de pantallas o *baffles*. Una de ellas está situada en el mismo interior del criostato, enfriada a unos 90 K y es la que más contribuye al apantallamiento de la radiación de fondo no deseada. El otro tipo de *baffles* es externo, con forma anular y recubierto de una capa muy pulida de aluminio. A pesar de que se encuentra a una temperatura mayor, realmente consigue reducir otro 25 % el fondo infrarrojo, ya que en él se refleja el criostato, que se encuentra a bajas temperaturas con nitrógeno líquido (LN₂).

- La emisión térmica de la estructura del telescopio, que como hemos dicho, se hace predominante a partir de 2.5 μm , se superpone a la emisión del *airglow* de los radicales OH de la atmósfera. Como se explicará más adelante, la radiación solar excita vibracional y rotacionalmente las moléculas y radicales de la atmósfera durante el día y, en la noche, las desexcitaciones provocan líneas espectrales en el infrarrojo cercano, sobre todo en la banda H y parte de K. Esta componente del fondo no puede reducirse, así que, para conseguir observaciones con menor ruido, se intenta reducir la componente térmica. Para conseguirlo, se utilizan los filtros modificados K' y K_s, que se adentran menos en las longitudes de onda largas del filtro K, que es cuando este fenómeno se hace más importante (ver Figura 2.3).

- El inconveniente de no disponer de pantalla de pupila fría se compensa con el elevado *throughput*, ya que, por ejemplo, en Omega-Prime resulta ser, dependiendo del filtro, entre un 20 % y un 80 % superior al de MAGIC, un del Telescopio de 2.2 m de Calar Alto y que también se emplea en el infrarrojo cercano. Esta mayor transmisión podría estar motivada por el menor número de elementos ópticos de Omega-Prime, tanto lentes como espejos, así como por no tener precisamente la citada pantalla de Lyot.

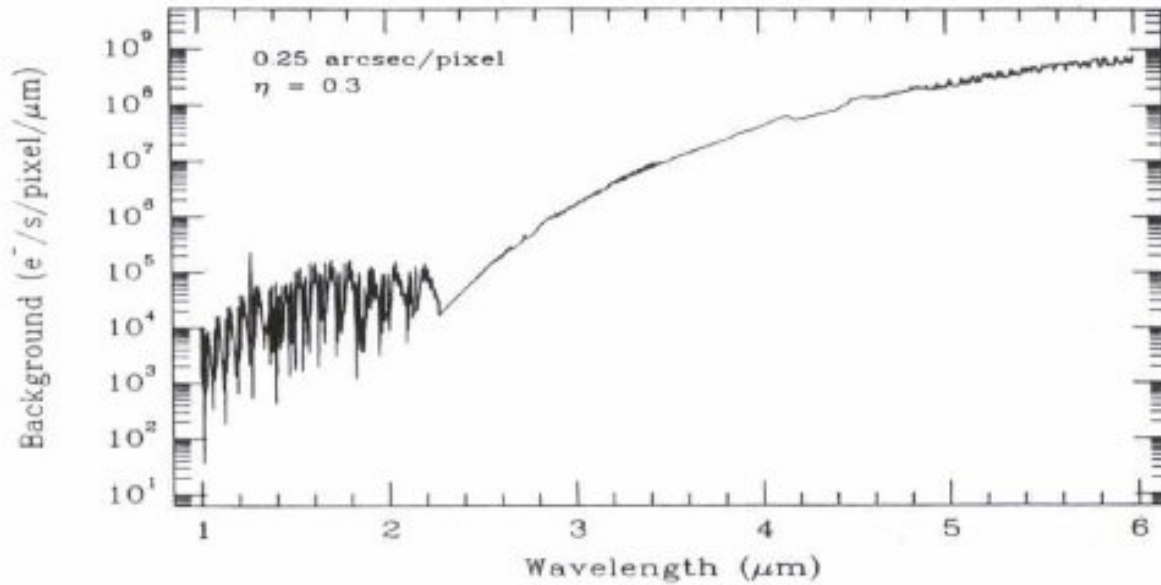


Figura 2.3: Intensidad del fondo en el infrarrojo cercano, para un instrumento típico de un gran telescopio situado en un observatorio de clima seco. Claramente pueden diferenciarse dos regímenes: hasta aproximadamente $2.5 \mu\text{m}$, las intensas líneas de OH emitidas por la atmósfera son predominantes. Para longitudes de onda superiores, la emisión térmica de los elementos del telescopio, tanto ópticos, como mecánicos o eléctricos, es la componente más importante. Nótese los órdenes de magnitud en la escala vertical. Figura extraída de McLean (1997) [56].

2.1.2. Sobre los detectores infrarrojos

Estructura de un detector infrarrojo híbrido

Para poder entender algunos detalles de la reducción de las imágenes, como por ejemplo la no necesidad de restar una imagen pedestal o *bias*, hay que mencionar algunos aspectos generales de los detectores infrarrojos, también llamados *arrays*. A diferencia de lo que ocurre con los CCDs, que utilizan el método de transferencia de carga acoplada para leer fila a fila el detector, en el caso del infrarrojo se puede acceder a un píxel en concreto sin tener que leer los demás, aunque esto tiene ciertas complicaciones que se mencionarán en breve.

Normalmente los detectores infrarrojos suelen tener una estructura híbrida (McLean 1995 [56]). Como indica la Figura 2.5, la capa superior está formada por un material sensible a los fotones infrarrojos, dividido en una estructura de rejilla con pequeños fotodiodos o fotoconduc-



Figura 2.4: Fotografía de Omega-Prime.

tores, que forman así los píxeles³. Los píxeles están separados por un material aislante, de forma que quedan huecos entre ellos donde los fotones no son absorbidos. La capa inferior está hecha de silicio, también dividida en celdillas, que contienen un transistor de efecto campo (MOSFET, del inglés *Metal-oxide-semiconductor field-effect transistor*), que amplifica y acumula la carga electrónica del píxel. A modo de unión, existen unas gotas de indio metálico que conectan ambas capas, y que conducen la corriente eléctrica generada. Es habitual que se produzcan defectos en estas columnas de indio, lo cual se traduce en píxeles fríos o incluso muertos. En concreto para los *arrays* de HgCdTe, el detector es depositado en una capa delgada o “epitaxial” sobre un sustrato transparente a la luz infrarroja.

³*Píxel* proviene del inglés *Picture element*, y es por tanto el elemento de la imagen más pequeño del que tenemos información.

La llegada de un fotón al detector produce un par electrón-hueco en el semiconductor en un cierto píxel. El par es inmediatamente separado por un campo eléctrico aplicado, de forma que todas las cargas se van acumulando en cada celdilla, que actúa como un condensador de capacidad C . La carga almacenada es $Q = CV/e$, donde V es el voltaje que atraviesa el detector y e es la carga de un electrón. Inicialmente el condensador adquiere una carga concreta, pero la llegada de electrones lo va descargando. No hay acoplamiento de carga como en los CCDs, ya que cada píxel tiene su propio transistor de efecto campo, y por tanto, no se puede producir el fenómeno de desbordamiento o “sangrado” cuando un píxel de un CCD se satura y transmite su exceso de carga a los píxeles vecinos. Cuando un píxel de un detector infrarrojo se satura, simplemente no puede acumular más carga ya que su condensador se ha descargado completamente. De hecho cada píxel es completamente independiente de los que tiene al lado.

Los *arrays* infrarrojos se iluminan por detrás, de manera que el fotón debe recorrer todo el grosor del detector, desde el sustrato hasta el multiplexor de silicio, antes de ser absorbido. Véase la figura 2.6. Esto es así para permitir que los electrones formados estén lo más cerca posible de los circuitos de lectura. Las eficiencias cuánticas que se alcanzan de esta manera son bastante elevadas, del orden del 60 %.

La celdilla del píxel tiene una serie de conexiones MOSFET que forman el multiplexor, que sirve para unir cada píxel con un amplificador de salida. Sólo puede haber un píxel conectado al multiplexor en cada momento. Para saber el contenido de un píxel, se puede realizar una lectura no destructiva (es decir, que no afecta a la carga contenida en el píxel), aunque para acceder a él, hay que pasar por todas las filas y columnas desde una esquina del detector, lo cual requiere un cierto tiempo. El acceso aleatorio a un píxel no es posible. El principal inconveniente de este procedimiento es que dependiendo de lo rápido que se reseteen y se lean los píxeles, o bien el tiempo de exposición de cada uno de ellos es ligeramente diferente, o bien, los instantes en los que cada píxel está recogiendo luz no son exactamente los mismos (Gago 2001 [21]).



Figura 2.5: Esquema de un *array* infrarrojo híbrido. Imagen adaptada de McLean (1995) [56].

Corriente de oscuridad

En ausencia de fotones, se siguen acumulando electrones en los píxeles, y esto es lo que se llama corriente de oscuridad o *dark current*. Su origen puede ser debido a tres causas: procesos de difusión, generación-recombinación térmica de cargas dentro del detector y corrientes de goteo (*leakage current*). En general, puede reducirse sus efectos reduciendo la temperatura con nitrógeno líquido, por ejemplo. En el caso de Omega-Prime, la corriente de oscuridad es menor a unos 2 electrones/s/píxel.

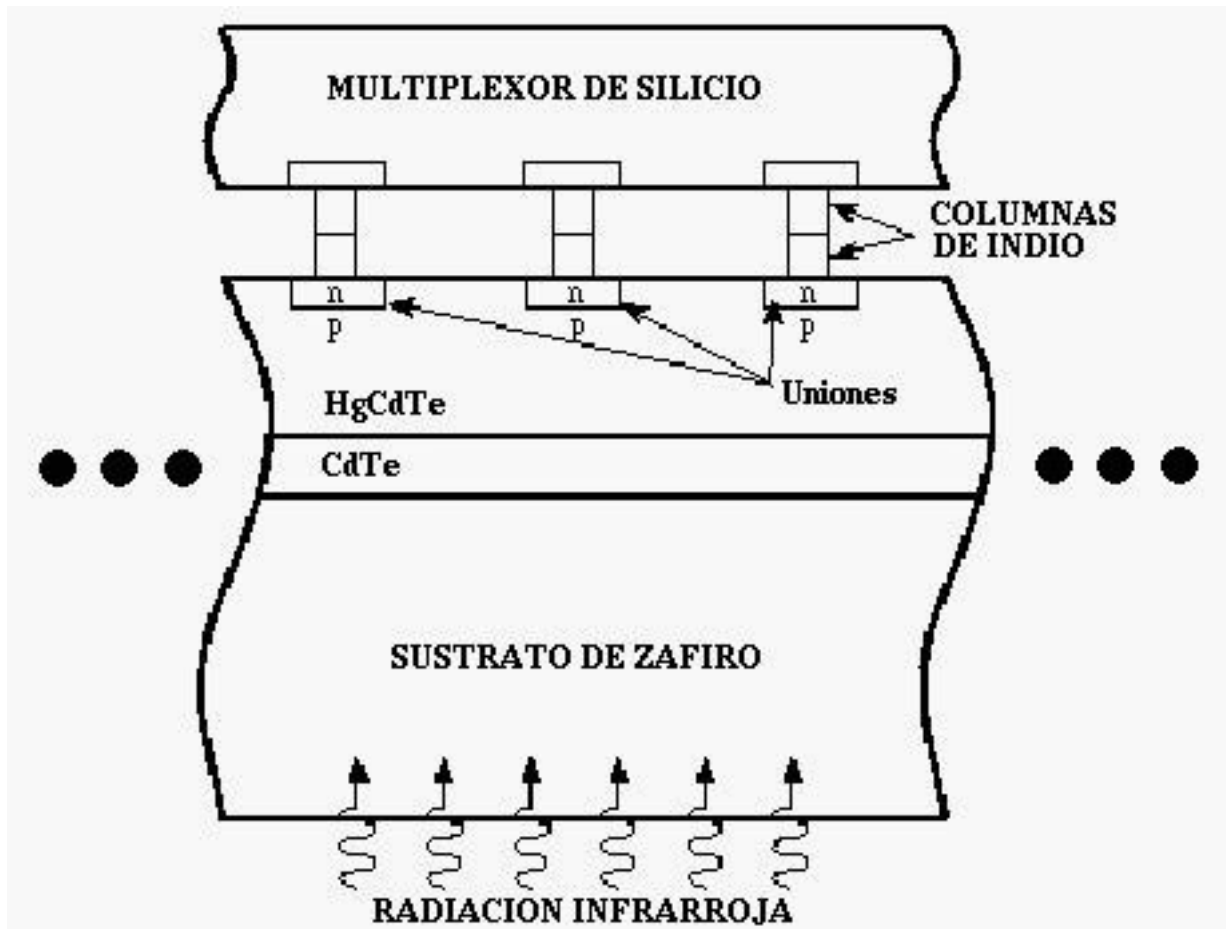


Figura 2.6: Corte transversal de un *array* infrarrojo híbrido, donde queda puesto de manifiesto el hecho de que este tipo de detectores son iluminados por su parte trasera, que no es otra que el sustrato (por ejemplo, de zafiro), que soporta el material de HgCdTe y el semiconductor de silicio.

Ruido de lectura

Cuando se resetea un píxel, de forma que la carga del condensador asociado se devuelve a un nivel inicial, se introduce el llamado ruido de lectura, que consiste en una serie de fluctuaciones de ruido que no permiten asegurar cuál es la nueva carga. Se tiene en cuenta como un número equivalente de electrones en el detector, calculado como CV_{ruido}/e .

Existe una componente del ruido, llamada “ruido kTC”, que puede eliminarse fácilmente reduciendo la temperatura del detector (ver Figura 2.7). Cuando el transistor de reseteo está encendido, el voltaje a través del detector aumenta exponencialmente hasta alcanzar el valor V_{RD} ,

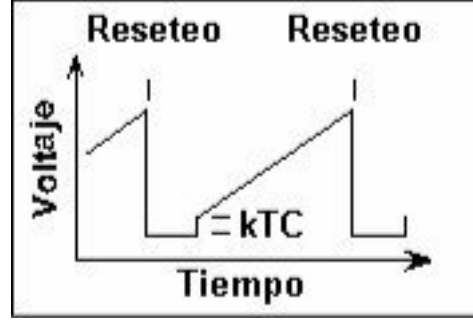


Figura 2.7: Esquema de la incertidumbre que introduce el ruido kTC en el valor del voltaje tras el reseteo de un píxel. Imagen tomada y adaptada de la página dedicada a la Guía de Observación del instrumento MAGIC: <http://www.caha.es/CAHA/Instruments/IRCAM/MAGIC/ObsGuide/ObsGuide.html>.

con una constante temporal $R_{on}C$ muy pequeña, donde R_{on} es la resistencia del transistor encendido. Las fluctuaciones de ruido tienen una carga de ruido asociada de \sqrt{kTC} , donde k es la constante de Boltzmann y T es la temperatura absoluta en Kelvin. Tras el reseteo, el transistor es apagado y adquiere una nueva resistencia R_{off} , mucho mayor que R_{on} . La constante de tiempo de la disminución de voltaje es ahora $R_{off}C$. Como $R_{off} \gg R_{on}$, entonces el ruido está presente bastante tiempo después de producirse el reseteo.

Podemos distinguir varios modos de lectura para este tipo de detectores (ver Figura 2.8):

- En el Modo de Lectura Simple, cada píxel del detector es reseteado a un nivel dado (dentro de los errores) y es leído al final de la exposición. Este método no elimina el ruido kTC.
- El Modo de Lectura Doble Correlada (CDS, del inglés *Correlated Double Sampling*) lee el detector inmediatamente después de resetearlo y lo vuelve a leer justo al final de la exposición. La carga acumulada no se ve afectada, puesto que las lecturas son no destructivas. Al tomar la diferencia entre las dos lecturas, se elimina el ruido kTC. Es el modo que hemos utilizado con Omega-Prime.
- También se pueden tomar múltiples lecturas equidistantes durante la exposición, y calcular por mínimos cuadrados la pendiente de la recta en un diagrama Voltaje-Tiempo.

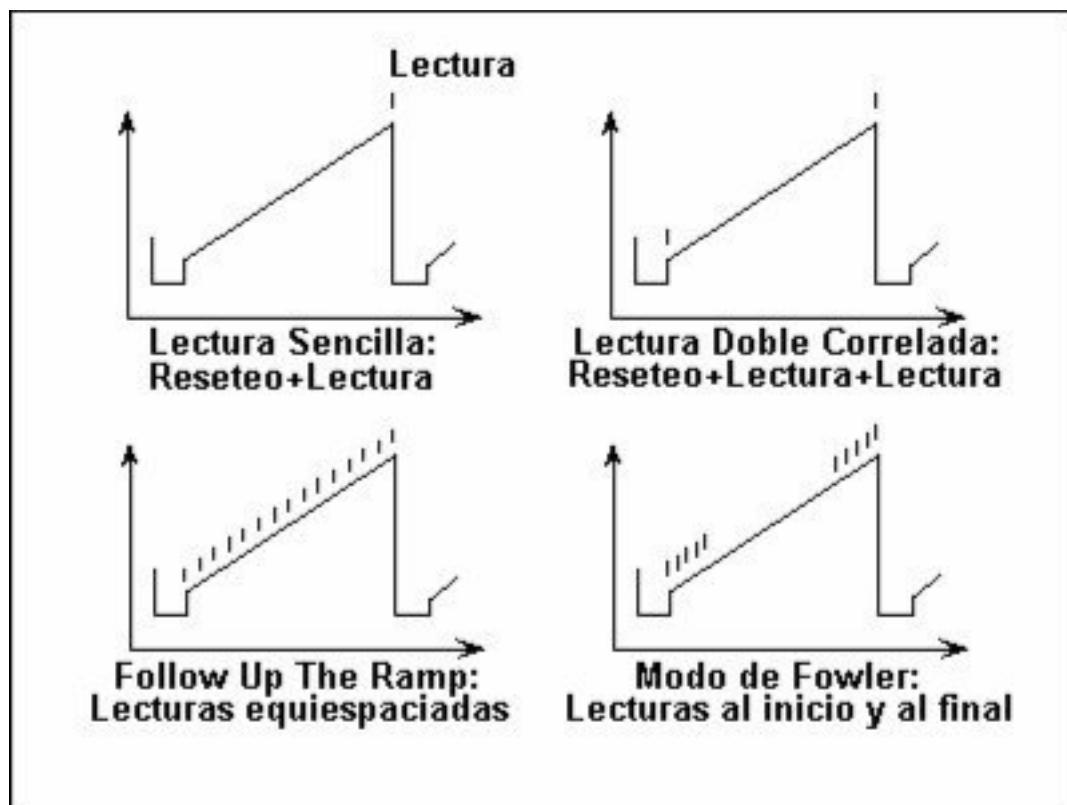


Figura 2.8: Diversos modos de lectura de un detector infrarrojo. De izquierda a derecha y de arriba abajo: modo simple, lectura doble correlada, *Follow Up the Ramp* y Fowler. Cada una de las rayitas verticales representa una lectura del detector. Imagen tomada y adaptada de la página dedicada a la Guía de Observación del instrumento MAGIC: <http://www.caha.es/CAHA/Instruments/IRCAM/MAGIC/ObsGuide/ObsGuide.html>.

Es el llamado Modo FUR, del inglés *Follow Up The Ramp Sampling*. También elimina el ruido kTC.

- Por último, el Modo de Fowler concentra múltiples lecturas al principio y al final de la exposición. La pendiente se calcula tomando el promedio de las distintas pendientes que producen cada par de lecturas. También elimina el ruido kTC. De hecho, el modo CDS es un caso particular del modo de Fowler, en el que sólo tenemos una lectura al inicio y otra al final. Para más información, ver Fowler & Gatley (1990) [20].

2.2. Metodología utilizada

2.2.1. El problema del brillo de cielo

A diferencia de lo que ocurre para otras longitudes de onda (Leinert et al. 1998 [48]), el cielo nocturno destaca por ser especialmente brillante en el infrarrojo. En las ventanas transparentes de la atmósfera, que han dado lugar a la elección de las bandas fotométricas J, H y K, se superpone a la radiación procedente de los objetos astronómicos de interés la que emite el propio cielo y el telescopio y otras fuentes ajenas a la Tierra, como la luz zodiacal y el medio interestelar. Ver Figura 2.3. Para nuestras observaciones en la banda K aparecen dos fuentes importantes en la radiación de fondo infrarroja:

- Para $\lambda < 2 \mu\text{m}$, las bandas J y H, y parte de K, sufren los efectos del llamado *airglow* del radical hidroxilo OH^- , también conocido como Bandas de Meinel. La luz solar durante el día provoca la reacción (2.1):



El OH se desexcita emitiendo una serie de líneas, cuya intensidad es altamente variable (la amplitud suele oscilar aproximadamente un 10 %). La altura a la que se produce la emisión del *airglow* está comprendida entre los 85 y los 100 km, con lo que afecta a todos los observatorios terrestres. El brillo de las líneas varía tanto espacialmente, con escalas del orden de decenas de kilómetros, como temporalmente, con periodos de 5 – 15 minutos (Glass 1999 [30]). Se han publicado varios atlas de líneas de OH, de los que podemos destacar Ramsay et al. (1992) [68] y Rousselot et al. (2000) [69].

- Para $\lambda > 2 \mu\text{m}$, la emisión de cuerpo negro por estar a una cierta temperatura (~ 280 K), tanto del cielo como, en menor medida, del propio telescopio, se hace más importante (como ya se vio en la Figura 2.3). Para evitar este fenómeno, el detector del telescopio ha de ser refrigerado a temperaturas criogénicas (LN_2), aunque los elementos ópticos y mecánicos no pueden enfriarse por la aparición de vahos. Entonces se recurre a la

utilización de materiales con poca emisividad: las superficies reflectantes se cubren de oro y se usan pantallas o *baffles*, como se ha mencionado anteriormente.

En la Figura 2.9, pueden verse las principales componentes de la radiación de fondo infrarrojo. En la banda K destacan, como hemos dicho, la componente de *airglow* (D) y la térmica (A). El fondo de cielo resultante en la banda K es del orden de $\sim 11 - 12,5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ para Calar Alto y $\sim 13 \text{ mag arcsec}^{-2}$ en Mauna Kea (Wainscoat & Cowie 1992 [86]). Esto es un gran inconveniente desde el punto de vista observacional, ya que el cielo puede llegar a ser miles de veces más brillante que los objetos que nos interesan, a diferencia de lo que ocurre en el óptico, donde ocurre justo lo contrario⁴. Está claro que las técnicas habituales de observación empleadas en el óptico no pueden emplearse en nuestro caso, el infrarrojo cercano. En el siguiente apartado, se hace una descripción del método utilizado para resolver este problema.

2.2.2. Filtro utilizado

Omega-Prime dispone de los filtros de banda ancha K, K_s y K' . Nuestra idea original era utilizar K_s , pero ya en el telescopio nos pareció mejor usar K' . La principal ventaja de este filtro es que reduce más eficientemente el fondo de cielo y la emisión térmica del telescopio y de la óptica del instrumento. Por tanto permite llegar a magnitudes más profundas. En la Figura 1.2, ya hemos visto una comparación entre la curva de transmisión del filtro K y la del K' , junto con la densidad de flujo emitida por diversos cuerpos negros de varias temperaturas. Claramente puede verse que K' elimina dicha emisión térmica debido a que está desplazado ligeramente hacia longitudes de onda más cortas.

Para comprobar esto, la primera noche en el telescopio se realizó una observación de prueba de 2 s de tiempo de exposición con los filtros K, K_s y K' apuntando hacia el cielo. Se obtuvo un valor medio de 24000, 16000 y 13000 cuentas, respectivamente. Esto mostró la idoneidad de observar con K' , siguiendo las indicaciones del astrónomo de soporte.

⁴El brillo de cielo en las bandas B y V es típicamente 23 y 21 mag arcsec⁻² para noches de Luna Nueva.

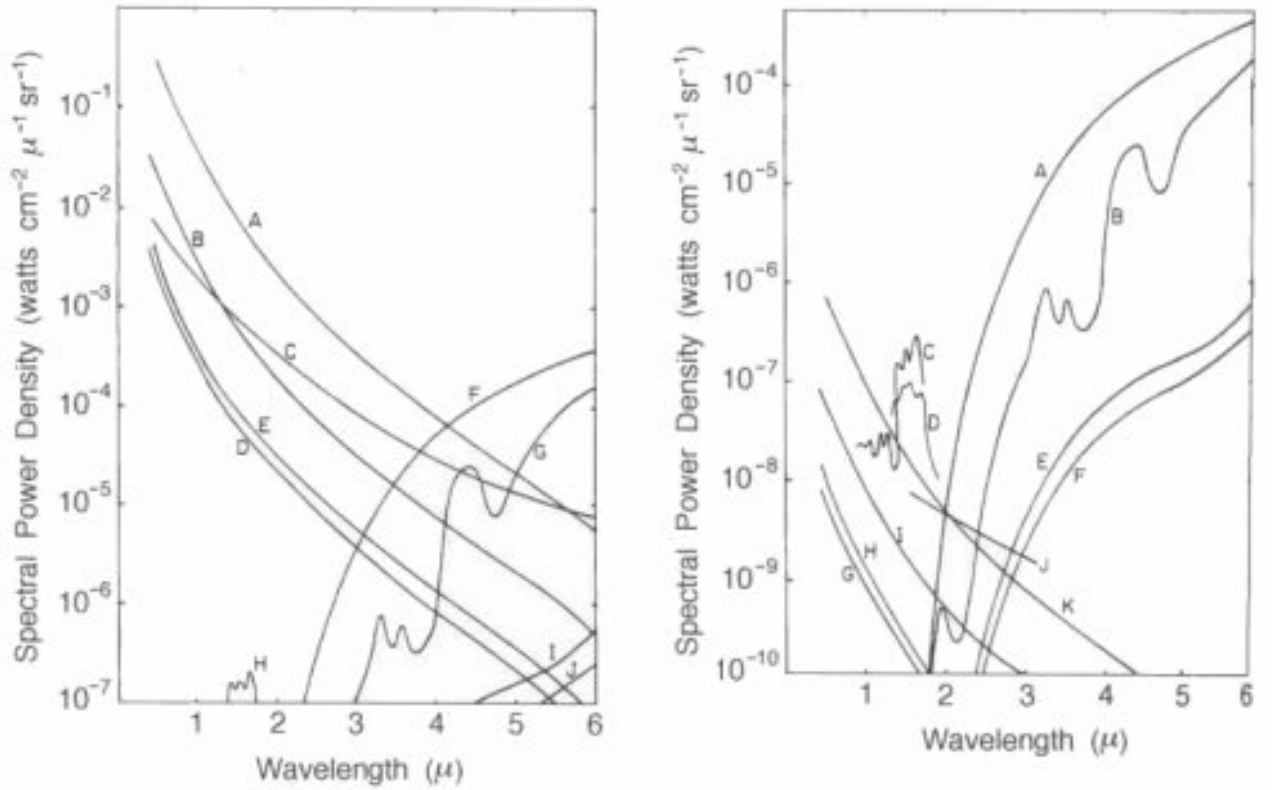


Figura 2.9: Variación del fondo de cielo según sea de día (izquierda) o de noche (derecha). Izquierda: A-E: luz solar dispersada para varias altitudes y condiciones; F: cuerpo negro a 283 K; G: emisión del vapor de agua y CO_2 ; H: aurora brillante; I,J: radiancia de niebla y dispersión del flujo de la Tierra bajo diferentes condiciones. Derecha: J: Luz de las ciudades; A: cuerpo negro a 283 K; B: emisión del vapor de agua y del CO_2 ; C: aurora; D: airglow; E,F: niebla y dispersión del flujo de la Tierra bajo diferentes condiciones; G-K: luz de la Luna dispersada en diversas condiciones. Figura extraída de Glass (1999) [30].

2.2.3. Técnicas de observación: *Dithering*

Debido al brillante fondo de cielo, se utilizó la técnica llamada en inglés *dithering*, habitual en el infrarrojo cercano. Consiste en realizar series de exposiciones cortas (~ 2 s) apuntando a zonas del cielo ligeramente diferentes (ver Figura 2.10). Al telescopio se le manda un patrón regular de movimiento, donde siempre los objetos de interés se mantienen dentro del campo⁵, aunque son detectados por distintos píxeles en cada ocasión. A partir de las imágenes individuales

⁵Existe otra técnica similar, llamada *jittering*, en la que los movimientos del telescopio no siguen ningún patrón definido, sino que son aleatorios, aunque se mantienen siempre dentro la región de interés.

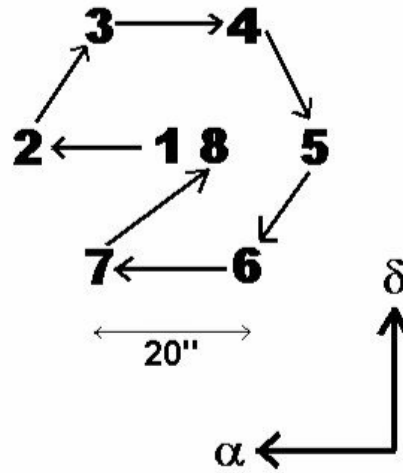


Figura 2.10: Secuencia hexagonal de los movimientos del telescopio. El patrón de *dithering* empieza en el número 1 y sigue las flechas. Cada número representa el centro de cada uno de los apuntados (correspondientes a 1 minuto de tiempo de exposición). El lado del hexágono es de $20''$ ($1'$ para los campos de las estrellas estándar). Después del último apuntado (7), el telescopio empieza una nueva secuencia hexagonal, representada con el número 8 (los nuevos hexágonos no se han pintado por claridad), hasta completar un total de doce hexágonos para cada campo. La deriva entre los sucesivos centros, todos situados a la misma declinación, es de $3''$. La posterior combinación de los 84 apuntados resultantes permite conseguir una imagen muy profunda de 84 minutos de tiempo de exposición.

desplazadas unas de otras se realiza una correcta alineación de las mismas para su posterior suma. De esta forma se consiguen imágenes con grandes tiempos de exposición. Esta técnica se utiliza cuando queremos observar campos con pocos objetos o éstos tienen un tamaño pequeño comparado con el área total de visión.

Las ventajas de este método son importantes:

- Por un lado, prevenimos que, si algún objeto de nuestro interés cae en un píxel malo del detector, no tengamos información alguna sobre él. Esto puede ocurrir en alguna ocasión, pero se dispone de un conjunto de varias imágenes tomadas apuntando a posiciones ligeramente diferentes, con lo que los objetos caen siempre en píxeles diferentes. De esta forma también conseguimos un muestreado mejor de todo el detector, lo cual será de mayor utilidad para corregir los efectos de campo plano o *flatfield*.

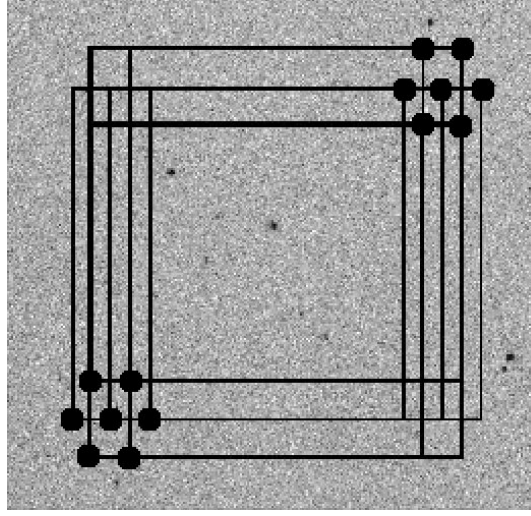


Figura 2.11: Esquema básico del patrón hexagonal del *dithering* que utilizamos en nuestras observaciones. Los recuadros negros indican el campo visual de Omega-Prime ($6,7 \times 6,7$ arcmin²) en cada uno de los apuntados de la secuencia. El hexágono que forman los vértices tiene $20''$ de lado, para los campos de galaxias, y $1'$, para los campos de las estrellas estándar. Se han exagerado enormemente los desplazamientos para su mejor comprensión visual. A su vez, se han resaltado las esquinas de los campos para una mejor identificación del patrón hexagonal.

- Al hacer las exposiciones tan cortas, evitamos que el detector se sature debido al alto brillo del cielo.
- Finalmente, midiendo los desplazamientos relativos entre las posiciones de un mismo objeto para distintas imágenes consecutivas y aplicándolos para hacer coincidir los objetos en los mismos píxeles, conseguimos una imagen final con un tiempo total de exposición correspondiente a la suma de todos los tiempos de exposición de cada una de las imágenes individuales.

Realmente el *dithering* es un método excelente para el infrarrojo cercano, ya que permite observar durante largos tiempos de exposición, aunque implica tener que dividir estas exposiciones de gran duración (\sim horas) en muchísimas otras mucho más cortas (\sim segundos), para evitar la saturación del detector. Sin embargo, aunque esta técnica muestra claras ventajas, también tiene algunos inconvenientes, entre los que podemos destacar:

- Debido a que el telescopio debe corregir su posición cada minuto, se debe emplear una

pequeña cantidad de tiempo en alcanzar la nueva posición. Este tiempo necesario para mover el telescopio y que no se emplea para observar el cielo, se conoce en inglés como *overhead*, y puede ser una fracción considerable del tiempo total de exposición.

- A la hora de combinar todas las imágenes, debido a los distintos desplazamientos entre cada una de ellas, existe una zona central donde todas ellas se solapan, y otras cerca de los bordes de la imagen que se han obtenido sumando un menor número de ellas (ver Figura 2.11). El resultado es que la relación señal-ruido SNR no es constante en toda la imagen, sino que disminuye a medida que nos acercamos a los bordes. En la práctica, estas regiones con peor SNR han de eliminarse, con lo que el campo visual resultante se ve reducido.
- Para realizar la combinación de las imágenes, hay que medir los desplazamientos relativos reales entre imágenes consecutivas. Lo ideal sería tomar la posición de un gran número de objetos presentes en todas ellas y hallar una media de los desplazamientos, o aún mejor, realizar una correlación cruzada entre las distintas imágenes. Muchas veces resulta más rápido utilizar la posición de un único objeto.
- La cantidad de información que ha de almacenarse es bastante elevada. En nuestro caso, para las tres noches de observación, tenemos del orden de 1000 imágenes de 1 minuto cada una, con un tamaño de 1024×1024 píxeles, lo cual equivale a unos 4 Mbytes. Así que en total disponemos de 4 Gbytes de imágenes que hay que reducir.

Nuestros campos fueron observados con un patrón hexagonal de *dithering* de $20''$ de lado, representado por los seis vértices más el centro (ver la Figura 2.10). En el caso de tratarse de imágenes con estrellas estándar, el lado del hexágono utilizado fue de $1'$. Cada ciclo de siete posiciones se repitió un total de doce veces, aunque el centro de cada hexágono está desplazado unos $3''$ en la dirección de las ascensiones rectas decrecientes⁶, con respecto al centro del hexágono anterior.

⁶Apuntando hacia el sur, la ascensión recta aumenta hacia el este.

En cada una de las posiciones, se tomaron un total de 31 exposiciones con el filtro K' de 2 s, para evitar la saturación del detector y los efectos no lineales del mismo. El procedimiento habitual es desechar siempre la primera de estas imágenes, ya que los *arrays* infrarrojos suelen tener unos ciertos residuos de las exposiciones anteriores. Las 30 imágenes restantes son sumadas por el propio controlador del detector y almacenadas en un único fichero de $2 \text{ s} \times 30 = 60 \text{ s}$ de exposición. Una vez completada esta operación, el telescopio es desplazado a su nueva posición, siguiendo el patrón hexagonal antes mencionado. Esto se repitió un total de 12 veces, así el tiempo de exposición equivalente para cada campo resultó ser de $60 \text{ s} \times 7 \times 12 = 84 \text{ minutos}$, mientras que la deriva total del centro de los hexágonos fue de $3'' \times (12 - 1) = 33''$ hacia el oeste (α decreciente). Los *overheads* debidos al movimiento del telescopio fueron del orden de un 42 %: cada campo de 84 min necesitó aproximadamente unas dos horas para completarse.

2.3. Campos observados con Omega-Prime

El Campo Groth (Groth et al. 1994 [33], Koo et al. 1996 [45]) es una banda del cielo de $4' \times 16'$, orientada en dirección noreste-suroeste con un ángulo de posición $PA = 40,5^\circ$ aproximadamente (ver la Figura 1.9). Sus coordenadas J2000.0 vienen dadas en la Tabla 2.3, que corresponden a una latitud galáctica $b \sim 60^\circ$. Su estudio fue posible gracias a los programas GTO 5090 (IP: Groth) y GTO 5109 (IP: Westphal) del Telescopio Espacial Hubble HST (del inglés *Hubble Space Telescope*). Se trata de un conjunto de 28 campos solapados, que Groth y colaboradores observaron con la Cámara Planetaria y de Gran Campo WFPC2 del HST (del inglés *Wide Field and Planetary Camera*). 27 de los 28 campos forman lo que ahora es conocido como “Banda de exploración” (del inglés *Survey Strip*), que fueron observados con los filtros F606W (V) y F814W (I) con unos tiempos de exposición de 2800 s y 4400 s, respectivamente. El campo 7 es el llamado “Campo profundo” (*Deep Field*), ya que se observó durante 24400 s y 25200 s en los filtros mencionados anteriormente.

Este presente trabajo de investigación se basa en unas observaciones que hemos conseguido con Omega-Prime de la zona adyacente a esta banda, tanto al norte como al sur (ver Figura

	α			δ		
	h	m	s	°	'	"
Posición inicial	14	15	8.20	52	00	39.2
Posición final	14	18	3.29	52	32	10.6

Tabla 2.2: Coordenadas J2000.0 inicial y final de la banda del Campo de Groth.

2.13). No se puede modificar el ángulo de posición del instrumento, con lo que la banda inclinada de Groth se ha cubierto con un conjunto de apuntados con $PA = 0^\circ$. Los centros de los diferentes campos, observados todos ellos en K' , pueden encontrarse en la Tabla 2.3.

Los campos del 1 al 7 de nuestra exploración están situados en el borde norte de la Banda de Groth, mientras que los tres restantes están situado al sur de dicha Banda. Todos los campos fueron observados durante un tiempo total de 84 min, excepto el número 10, que sólo pudo observarse durante 42 min por acabarse la última noche.

2.4. Imágenes de calibración

Para la posterior reducción de los datos, hemos tomado las siguientes imágenes auxiliares y de calibración: la de la corriente de oscuridad, las de *flatfield* y las que contienen estrellas estándar. Vamos a analizar brevemente cómo se han obtenido.

2.4.1. Imágenes de la corriente de oscuridad

La imagen de la corriente de oscuridad, o *dark frame* como se conoce en inglés, nos muestra los electrones que se acumulan en el detector a pesar de no estar llegando un flujo fotónico. Para conseguirla, en el caso de los instrumentos ópticos, basta con dejar el obturador cerrado y empezar a leer el detector durante un tiempo igual al de las observaciones normales. El caso de los *arrays* infrarrojos es diferente, ya que no existe obturador. Esto es debido a que la emisión térmica del propio obturador saturaría las imágenes. La solución que se ha utilizado en Omega-Prime es acercar al detector una plancha metálica, que por un lado impide que llegue luz, y

Campo	α			δ		
	h	m	s	°	'	"
1	14	14	47.1	52	3	25.0
2	14	15	15.5	52	8	30.5
3	14	15	43.9	52	13	35.5
4	14	16	12.5	52	18	40.1
5	14	16	41.2	52	23	44.3
6	14	17	10.0	52	23	44.3
7	14	17	23.0	52	30	0.0
8	14	17	23.1	52	18	11.3
9	14	16	54.5	52	13	7.1
10	14	16	26.0	52	8	2.5

Tabla 2.3: Coordenadas J2000.0 de los campos observados.

por otro, se ha enfriado para disminuir al máximo su emisión.

En nuestro caso concreto, se tomaron tres o cuatro *darks* al principio de cada noche y otros tres o cuatro al final de la misma. Cada uno de estos *darks* se compone de 11 imágenes de 2 s, de los cuales la primera siempre era eliminada. Las otras diez eran almacenadas en un único fichero, correspondiente a un tiempo de exposición de 20 s.

Como las imágenes profundas que se han tomado tienen 1 min de exposición, a la hora de restar la imagen de *dark*, ésta habrá que escalarla multiplicándola por tres, de manera que corresponda a la misma exposición.

2.4.2. Imágenes de campo plano o de *flatfield*

La imagen de campo plano, o *flatfield frame* en inglés, permite corregir efectos de variación de sensibilidad entre los distintos píxeles del detector, así como viñeteo producido por elementos de la óptica del detector y otros fenómenos cosméticos (píxeles fríos o con poca señal, y píxeles calientes, con demasiada señal).

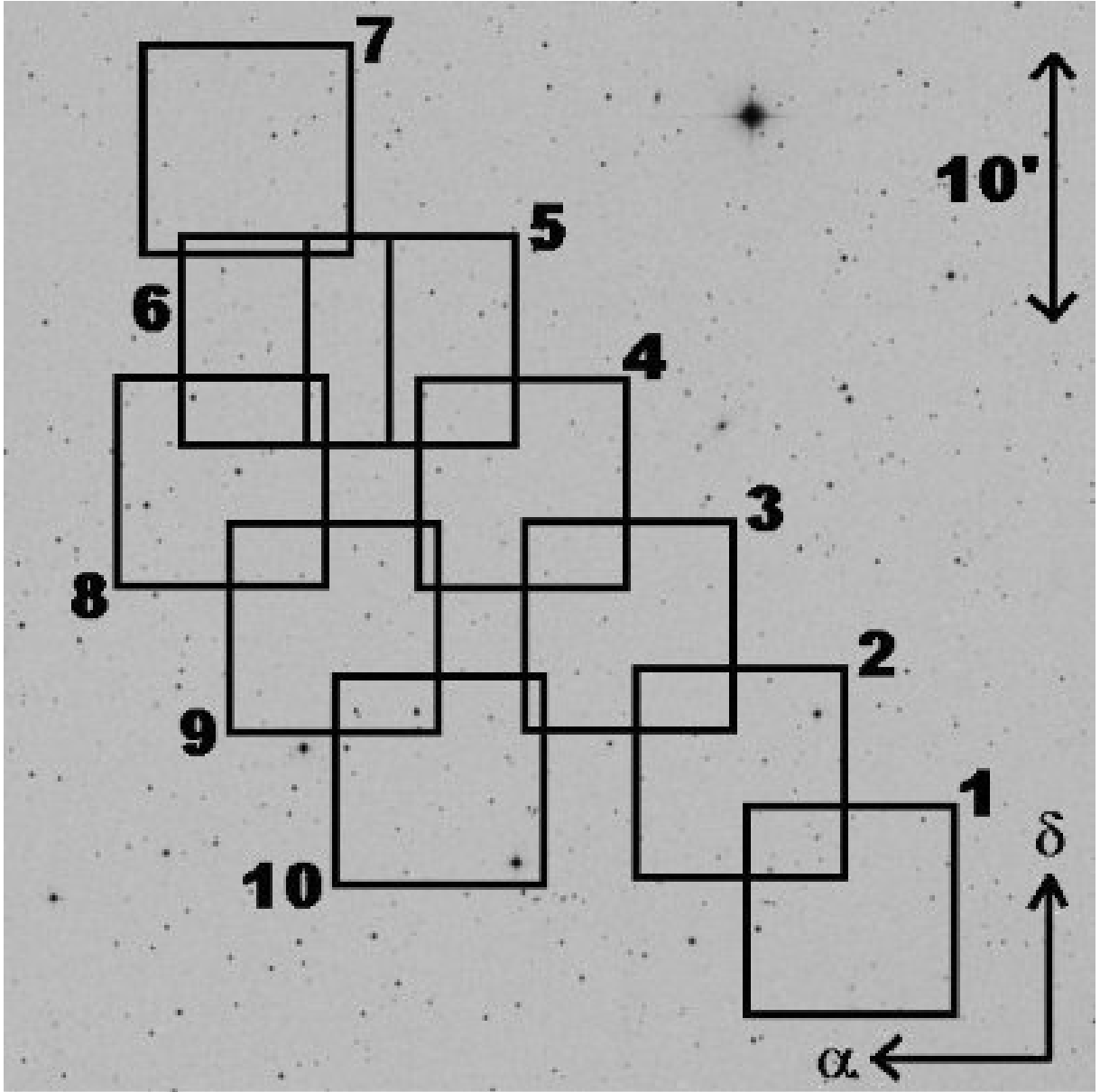


Figura 2.12: Campos observados con Omega-Prime. Cada uno de los recuadros representa cada apuntado, con un área de $6,7 \times 6,7 \text{ arcmin}^2$ aproximadamente. Los números identifican cada campo según la Tabla 2.3. La imagen de fondo se ha tomado del Digitized Sky Survey (<http://archive.eso.org/dss/dss>), y tiene un área total de $40 \times 40 \text{ arcmin}^2$. Las coordenadas del centro de la imagen son $\alpha = 14^{\text{h}} 16^{\text{m}}$, $\delta = 52^{\circ} 16'$, J2000.0.

Como se detallará más adelante en el Capítulo 3, se puede conseguir una imagen de *flatfield* apuntando el telescopio hacia una pantalla dentro de la cúpula iluminada por una lámpara de espectro conocido. En nuestro caso, no se tomó ningún *flatfield* de cúpula por falta de

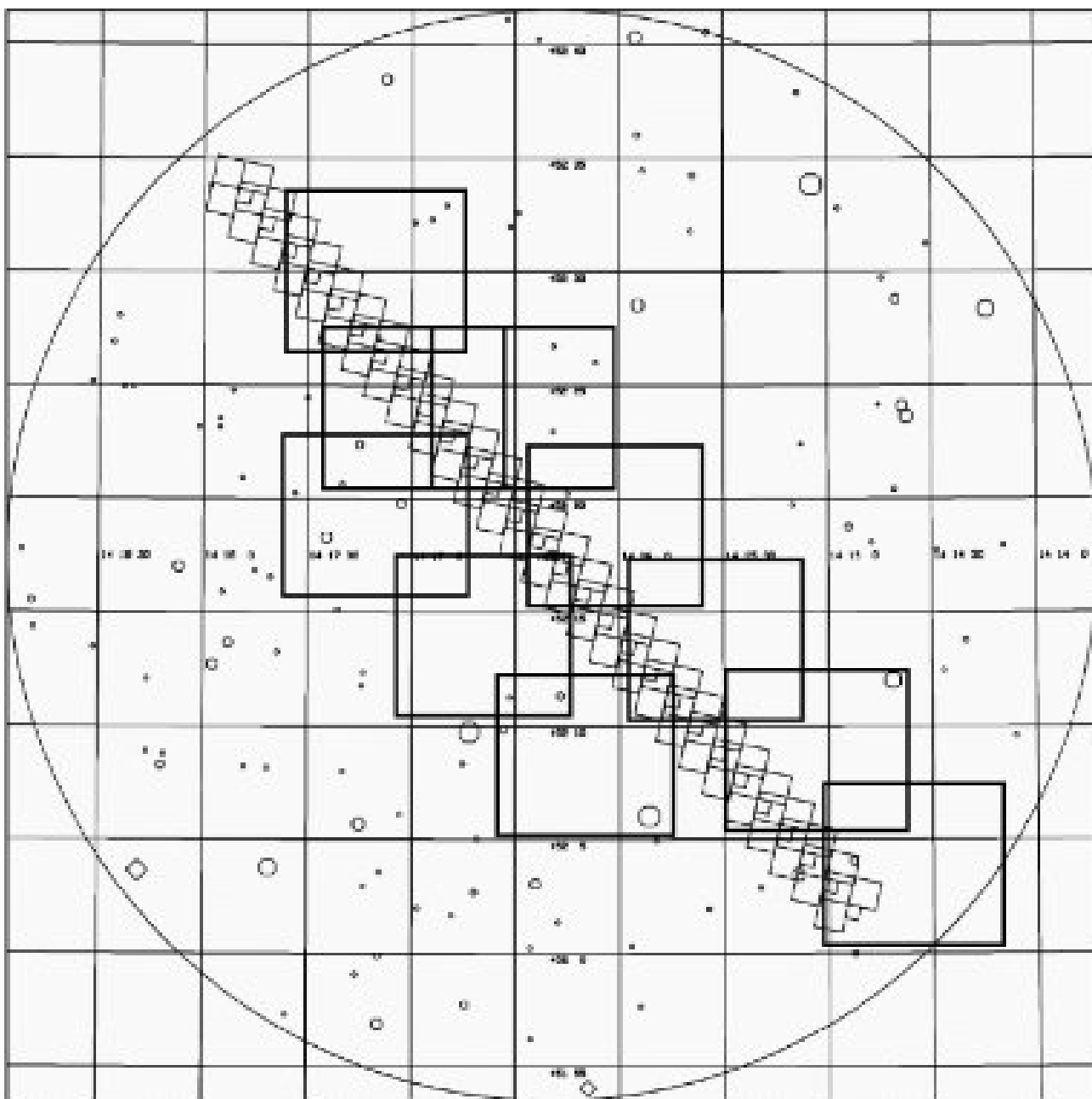


Figura 2.13: Composición del Campo de Groth, donde se distinguen claramente los 28 apuntados del HST, y los diez campos de $6,7' \times 6,7'$ observados con Omega-Prime. Imagen original tomada de Groth et al. 1994 [33].

tiempo, sino que preferimos calcularlo a posteriori, mediante la combinación adecuada de todas las imágenes de una noche, o al menos un conjunto de las mismas. De este forma se puede conseguir un campo plano con una relación señal-ruido SNR elevada.

2.4.3. Linealidad del detector

La desviación de la linealidad del detector Hawaii-1 de Omega-Prime es del orden del 5 % a partir de 20000 cuentas (~ 2 s). A partir de esta señal, los efectos no lineales se hacen importantes. No se realizó ningún test de linealidad. Para evitar la saturación y los efectos no lineales, simplemente se tomó una imagen cada 2 s, de forma que el detector se encuentre siempre en la zona lineal.

2.4.4. Estrellas estándar utilizadas

Se observaron varias estrellas estándar para el infrarrojo cercano a diferentes masas de aire, generalmente al inicio de la noche, a la mitad y antes del orto solar. Dichas estrellas están resumidas en la Tabla 2.4.4 y pueden identificarse claramente en la Figura 2.14. Se eligieron por su cercanía a nuestros campos profundos observados y a que podían verse sobre el horizonte durante toda o la mayor parte de la noche.

Las estrellas estándar utilizadas han sido obtenidas de los catálogos de Hunt et al. (1998) [39] y Persson et al. (1998) [66]. En dichos trabajos, se han medido las magnitudes infrarrojas de estas estrellas, aunque ninguno contiene la magnitud K' . Para poder usarlas en la calibración fotométrica de nuestras imágenes (ver Sección 4.3), se ha tenido que calcular dicha magnitud K' , para lo cual se ha recurrido a la expresión (2.2) de Wainscoat & Cowie 1992 [86].

$$K' - K = (0,22 \pm 0,03)(H - K) \quad (2.2)$$

Con el filtro K' , se realizaron 11 exposiciones de 2 s cada una, de las cuales la primera fue siempre desechada, para cada una de las estándar. Esto da un total de $2 \text{ s} \times 10 = 20 \text{ s}$ de exposición para cada imagen. Para las primeras estrellas que se observaron la noche del 15 de mayo, se utilizó un patrón hexagonal de *dithering* (seis vértices más el centro) de lado $20''$, igual que para los campos profundos. Después se cambió por otro de $1'$ para que, en cada desplazamiento del telescopio, la estrella cayera en diferentes cuadrantes del detector. Estos desplazamientos se han tenido en cuenta a la hora de reducir las imágenes. El ciclo hexagonal

Nombre	α			δ			K	H	$H - K$	K'	Referencia
	h	m	s	$^{\circ}$	$'$	$''$					
9148	12	14	25.4	35	35	55	11.324	11.378	0.054	11.34	[66]
9158	14	58	33.1	37	08	33	11.210	11.277	0.067	11.22	[66]
9162	15	59	13.6	47	36	40	11.857	11.924	0.067	11.87	[66]
AS26-0	13	41	43.6	28	29	51	12.379	12.455	0.076	12.40	[39]
AS26-1	13	41	47.2	28	29	49	11.428	11.527	0.099	11.45	[39]

Tabla 2.4: Nombre y coordenadas J2000.0 de las estrellas estándar utilizadas, así como sus magnitudes K y H , el color $H - K$, el valor de K' inferido según la ecuación (2.2) y el catálogo del que procede cada estrella.

sólo se repitió una sola vez, con lo que, en total, se dispone de observaciones de estrellas estándar correspondientes a un tiempo de exposición total de $20 \text{ s} \times 7 = 140 \text{ s}$.

2.5. Calidad de las observaciones

Durante las tres noches las condiciones atmosféricas fueron buenas, excepto al principio de cada una, en el que siempre aparecieron unas cuantas nubes tras el ocaso. Dicha nubosidad intermitente empeoró sensiblemente las observaciones durante el primer par de horas de cada noche, aunque transcurrido dicho tiempo, el cielo permaneció completamente despejado.

El *seeing* de las tres noches fue medido desde el propio telescopio, viendo el perfil gaussiano de las estrellas de los campos observados. Los resultados están resumidos en la Tabla 2.5.

15/05	$\sim 1,4''$
16/05	Principio de la noche: $\sim 1,4''$ $\sim 1,1''$ a partir de las 23:00 UT
17/05	Principio de la noche $\sim 1,0''$ $\sim 1,3''$ a partir de las 00:00 UT

Tabla 2.5: *Seeing* de nuestras observaciones, así como su variación a lo largo de la noche.

Una manera sencilla de ver la bondad del cielo durante la noche así como su variabilidad es calculando la media, o mejor la mediana, de todos los píxeles de cada una de las imágenes y representar su evolución a lo largo de la noche. El cielo en el infrarrojo cercano varía notablemente con escalas temporales de pocos minutos o incluso espaciales dentro del propio campo del detector, como ya hemos indicado anteriormente. Debido al enfriamiento del cielo tras el ocaso, se aprecia claramente cómo el fondo de cielo va disminuyendo a lo largo de la noche hasta alcanzar un valor mínimo. Cerca del amanecer, el brillo del cielo vuelve a aumentar. La llegada de nubes cambia este comportamiento y puede ser detectada como un aumento importante y algo variable en el nivel medio del número de cuentas.

En la Figura 2.15 está representada la variación del cielo a lo largo de las tres noches. Cada círculo representa la media de cada una de las imágenes de 1 min que se tomaron con Omega-Prime. Por tanto, no están incluidas las que contienen a las estrellas estándar, puesto que éstas tenían sólo 20 s de exposición (corresponden a los “huecos” que aparecen en la gráfica). La media de las imágenes se calculó mediante el comando `imstat` de IRAF⁷. Se ha tomado como origen de tiempo el instante en el que se realizó la primera imagen de toda la noche correspondiente a un campo profundo.

Para la noche del 15 de mayo (Figura 2.15 arriba), se aprecia fácilmente la llegada de dos bandas de nubes en torno a la 01:00 y otra alrededor de las 03:00 (hora local), lo cual afectó a la calidad de varios apuntados del campo 1 y 2. Precisamente, durante la observación del campo 1, hubo una leve llovizna que nos obligó a cerrar la cúpula del telescopio. Cuando pudimos abrir de nuevo la cúpula, se volvieron a tomar nuevas imágenes de este campo.

Para el día 16 (Figura 2.15 centro), se ve claramente que las dos primeras horas de la noche son completamente inútiles. Esto afectó a los campos 3 y 4. Del primero se tuvieron que rechazar una cuarta parte de sus 84 apuntados, mientras que del otro, tres cuartas partes. El aumento progresivo en el número de cuentas a las 05:30 (h. local) aproximadamente, que afectó al campo 6, no se debe a un empeoramiento de las condiciones del cielo, sino a un problema de viñeteo

⁷Software para la reducción y el análisis de imágenes astronómicas, escrito y mantenido por NOAO, el cual es operado por AURA con el apoyo de la *National Science Foundation*.

con los segmentos de la cúpula, cuyo movimiento ha de controlarse manualmente. Durante un cierto tiempo, parte de la cúpula entró dentro del campo de visión. Este fenómeno no fue corregido hasta pasado unos minutos. El número medio de cuentas aumenta porque el detector ve también el calor emitido por la cúpula, que en condiciones normales, no afecta al detector.

Por último, tal y como indica la Figura 2.15 en la parte inferior, la noche del 17 de mayo fue la que tuvo mejores condiciones meteorológicas, ya que no sufrimos la presencia de nubes a diferencia de los días anteriores.

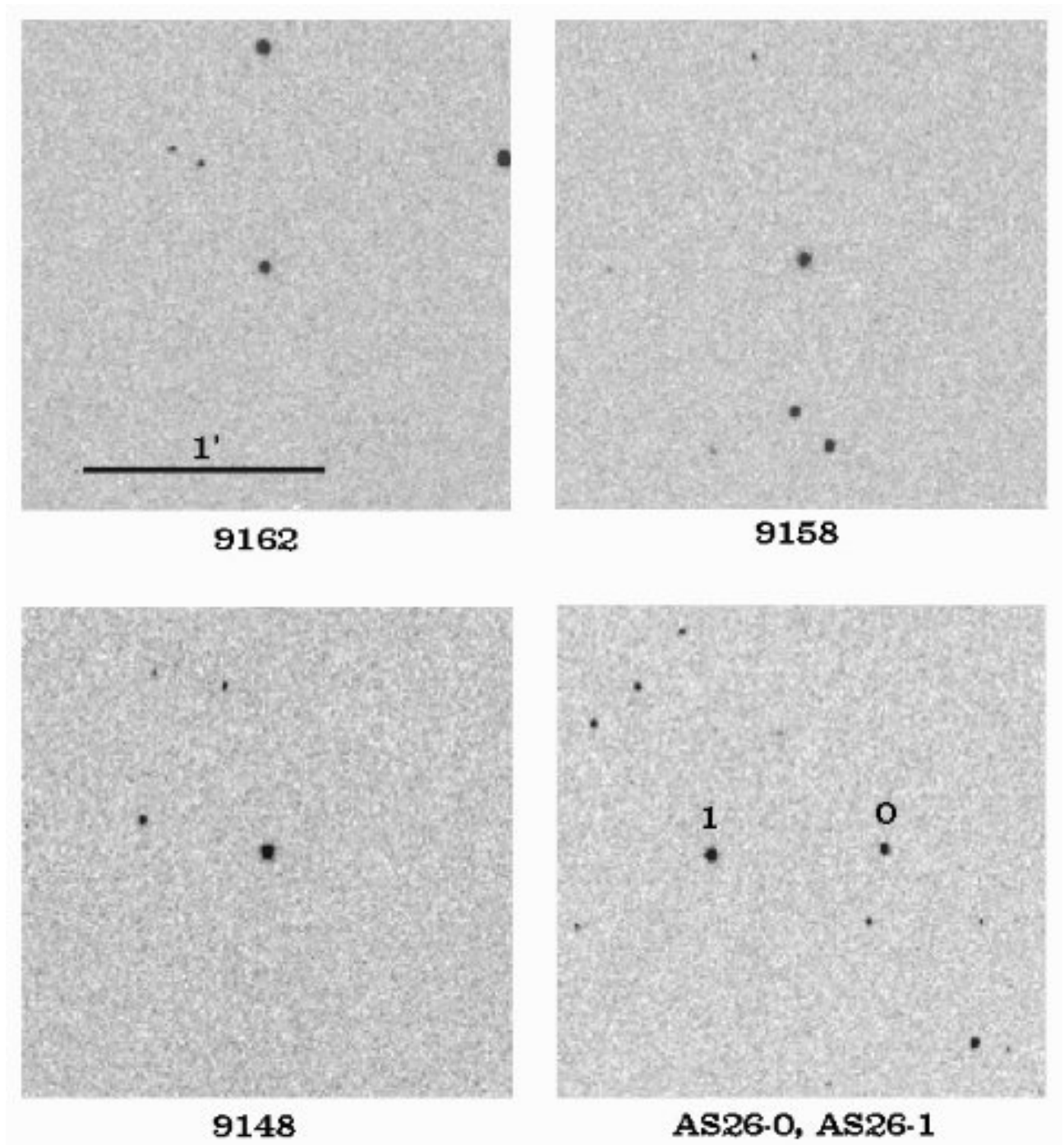


Figura 2.14: Cartas de identificación de las estrellas estándar utilizadas. La escala está dibujada en la imagen superior izquierda y es la misma para todos los campos. Cada recuadro tiene un lado de $2'$, y está centrado en el objeto indicado con el nombre que está debajo, excepto para el campo inferior derecho, en el que aparecen conjuntamente AS26-0 y AS26-1. Las coordenadas de las estrellas, así como su magnitud K, vienen citadas en la Tabla 2.4.4.

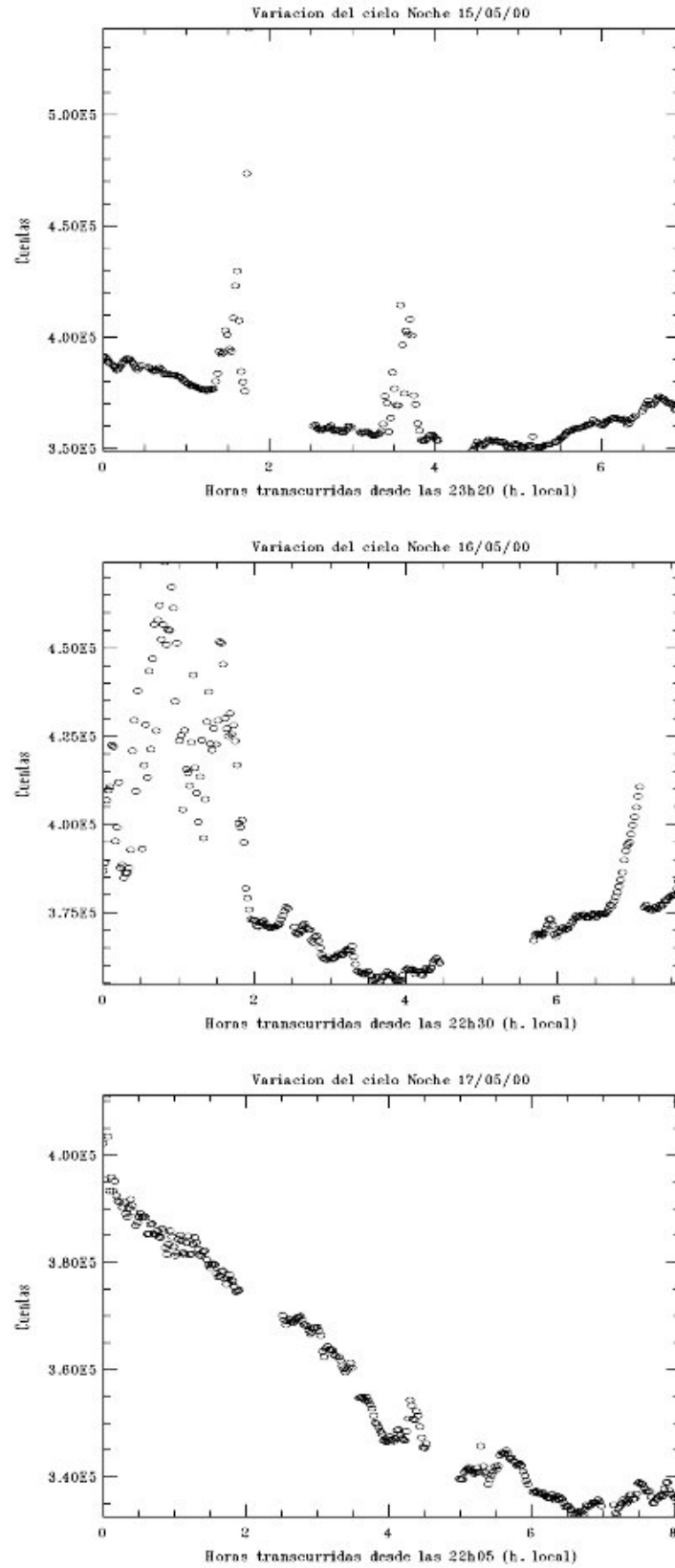


Figura 2.15: Variación del cielo durante las tres noches de observación. El número de cuentas corresponde a 1 min de tiempo de exposición en cada una de las imágenes.

Capítulo 3

Reducción de las imágenes

3.1. Introducción

3.1.1. Componentes de la señal detectada

Para poder comprender bien los métodos de reducción que se mencionarán en las siguientes secciones, se van a repasar las distintas señales que se superponen a la de los objetos astronómicos de interés y cómo se puede eliminar su contribución. Si llamamos $A(x, y)$ al número de cuentas que detectamos en el píxel de coordenadas (x, y) , entonces podemos escribir:

$$A(x, y) = [f_s(x, y) + f_b(x, y)] t \eta(x, y) \phi(x, y) G + [f_d(x, y)] t G + O(x, y) \quad (3.1)$$

donde:

- $A(x, y)$ es el flujo total detectado (cuentas/píxel).
- $f_s(x, y)$ es el flujo emitido por el objeto astronómico de interés (fotones/s/píxel).
- $f_b(x, y)$ es el flujo de fondo, debido al brillo de cielo, telescopio y elementos ópticos (fotones/s/píxel).
- $\eta(x, y)$ es la eficiencia cuántica del detector (electrones/fotón).

- $\phi(x, y)$ es el *throughput* o transmisión del telescopio y el instrumento.
- t es el tiempo de exposición (segundos).
- G es el factor de conversión entre cuentas y electrones (ganancia).
- $f_d(x, y)$ es la corriente de oscuridad del detector (electrones/s/píxel).
- $O(x, y)$ es un nivel pedestal del instrumento.

Sea σ_{rl} el ruido de lectura del detector, debido a que el proceso de realizar la medida del número de electrones acumulados en cada píxel introduce un cierto error en dicha medición. Considerando la estadística poissoniana para nuestras medidas, suponiendo que el error debido a las correcciones de sustracción de cielo y división por el *flatfield* son despreciables, y considerando el límite $f_b \gg f_s$ y $f_b \gg \sigma_{rl}$, justo lo que ocurre con nuestras observaciones, entonces la relación señal-ruido SNR puede escribirse como:

$$SNR = f_s \sqrt{\frac{t\eta\phi}{f_b}} \quad (3.2)$$

En nuestro caso, la SNR crece con la raíz cuadrada del tiempo de exposición, inversamente con la raíz cuadrada del nivel de fondo y linealmente con el flujo emitido por nuestros objetos de interés.

3.1.2. Esquema de la reducción

El cometido de la reducción es deshacernos de la contribución de la corriente de oscuridad (f_d), de los efectos de variación de sensibilidad de píxel a píxel en el detector, así como diferentes eficiencias en la transmisión de la luz o viñeteos, todos ellos englobados en la corrección de *flatfield* ($\eta\phi G$), además de sustraer la gran componente térmica del cielo, el telescopio y los

elementos ópticos del instrumento (f_b). Como puede verse en la ecuación (3.1), algunas contribuciones son aditivas y otras son multiplicativas. Las primeras habrá que eliminarlas realizando una sustracción, y las segundas, mediante una división:

- Tal y como se mencionó en la sección 2.1.2, con Omega-Prime se utilizó el modo de lectura doble correlado (CDS). Debido a ello, al realizar la diferencia entre dos lecturas consecutivas, el término $O(x, y)$ de la ecuación (3.1) es eliminado en el mismo momento en que se almacena la información leída del detector en un fichero.
- La corriente de oscuridad es muchísimo menor que la señal de cualquier imagen de ciencia, y la podríamos despreciar. En nuestro caso, Omega-Prime dispone de un modo de observación especial para tomar *darks*, opción que se ha aprovechado. La contribución de los *darks* es pequeña, pero se tendrá en cuenta restándosela a todas las demás imágenes.
- En cuanto al *flatfield* y fenómenos de viñeteo, se calculará una imagen media combinando varias imágenes de una noche, de forma que se consiga un campo plano. Así se obtiene una imagen en la que el comportamiento de un píxel a otro es consecuencia de las variaciones de $\eta(x, y)$, $\phi(x, y)$ y G .
- Por último, queda restar otra componente aditiva: la emisión del fondo. Esto se hará sustrayendo la contribución del brillo del cielo, lo cual eliminará, por fin, $f_b(x, y)$.

Tras estos pasos, se habrá recuperado la información de los objetos de interés, $f_s(x, y)$. Sin embargo, debido al brillante fondo de cielo y para evitar la saturación del detector, hay que tomar imágenes individuales con alta frecuencia temporal (cada minuto) y posiciones en el cielo ligeramente diferentes. Dichas imágenes habrá que combinarlas para dar lugar una imagen con un tiempo de exposición equivalente a la suma de los tiempos de exposición parciales, para lo cual habrá que deshacer los desplazamientos relativos para conseguir el registro de las imágenes. Esto no es otra cosa que apilar las imágenes individuales de tal forma que los objetos caigan en las mismas posiciones. La combinación de las imágenes no se limitará a una simple suma o promedio, sino que habrá que emplear funciones de rechazo, tipo mínimo-máximo, *sigma*

clipping, etc. Esto nos permitirá eliminar píxeles fríos, calientes o muertos que no hayan sido corregidos todavía. El resultado de todo este proceso es una imagen con una relación señal-ruido *SNR* alta, con la que ya podemos trabajar (ver Figura 3.1).

La reducción de nuestras imágenes la hemos hecho de dos maneras: una, utilizando los paquetes estándar de IRAF, y otra, mediante un programa propio que hemos desarrollado, en el que se tiene mucho más cuidado en el tratamiento de las imágenes, en especial, mediante la creación de máscaras de objetos para un cálculo optimizado del *flatfield* y la sustracción de la contribución del fondo de cielo. Para comparar el método seguido, se puede revisar cualquiera de los artículos citados en la Tabla 1.2, en especial, los apartados donde se describe la reducción de los datos.

3.2. Reducción estándar

3.2.1. Sustracción de la Corriente de Oscuridad

Para cada jornada hay un grupo de tres o cuatro imágenes de corriente de oscuridad o *darks* tomadas al principio y al final de la noche. La Figura 3.2 izquierda muestra uno de los *darks* disponibles. Para mejorar la *SNR* de los mismos, además de eliminar posibles variaciones a lo largo de la noche, se decidió combinar todos los *darks* con el comando `imcombine` de IRAF.

Analizando las estadísticas de los *darks*, se hizo claro un error que se había cometido durante la estancia en el telescopio la segunda noche (16 de mayo de 2000): El problema consistía en que el modo de lectura de Omega-Prime no había sido elegido correctamente al iniciar el instrumento esa noche. Esto sólo afecta a las primeras tres imágenes de esa noche, que son precisamente tres *darks*, puesto que el modo de lectura se configuró correctamente justo después (CDS, o reseteo+lectura+lectura, donde los resets se hacen línea a línea).

Los *darks* promedio utilizados fueron los conseguidos combinando todos los *darks* individuales de cada noche, los del principio y los del final de la misma, con el uso de la media aritmética y ningún algoritmo de rechazo. En el caso de la noche del 16, donde los primeros *darks* no se midieron correctamente, se promediaron sólo los *darks* del final de la noche.

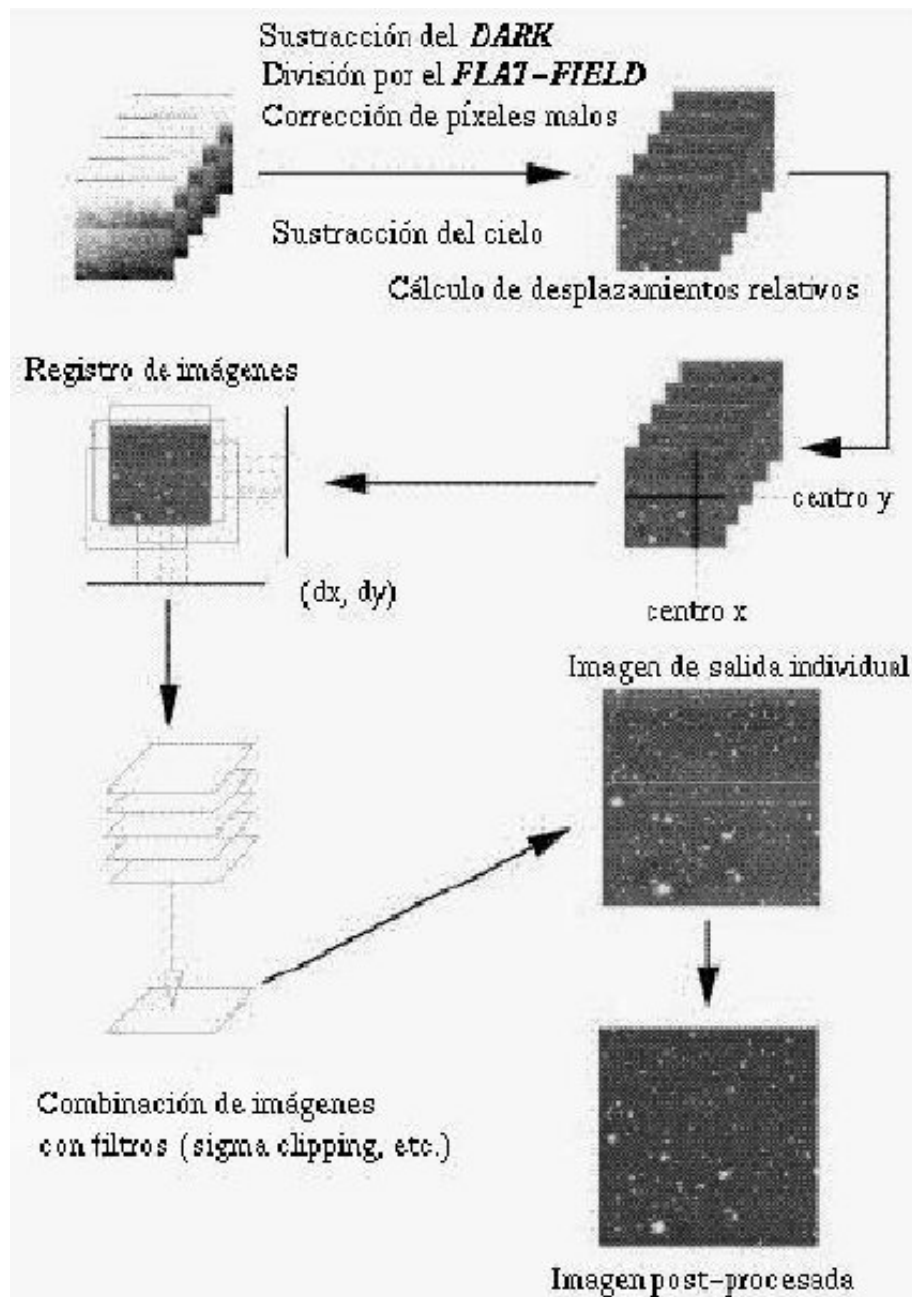


Figura 3.1: Esquema de una reducción básica en el infrarrojo. Imagen adaptada de Devillard et al. (1999) [14].

A cada una de las imágenes de ciencia tomadas se les ha restado la contribución del *dark* promedio correspondiente a la misma noche. Éstos tienen un tiempo de exposición 20 s, al igual que las imágenes de las estrellas estándar, mientras que las imágenes individuales de los campos profundos son de 60 s. Por tanto, para la sustracción de la corriente de oscuridad hubo que

escalar correctamente el *dark* promedio multiplicando su señal por tres.

Como puede verse en la Figura 3.2 izquierda, la estructura de nuestros *darks* es un fondo débil y con pocas cuentas, al que se le superpone un patrón de columnas muy calientes, y algunas muy frías. También destaca una traza oblicua brillante, presente en el cuadrante inferior izquierdo del detector, que se repite por los otros cuadrantes, pero con pocas cuentas.

3.2.2. Creación del *Flatfield*

Ésta ha sido una de las cuestiones más críticas de toda la reducción. En la ecuación (3.1), las fuentes de fondo f_b suelen tener tres componentes: una debida al brillo de cielo, f_{cielo} , otra debida a la emisión del telescopio, f_{tel} , y otra debida a la óptica del instrumento, f_{opt} . En la banda K, las componentes f_{tel} y f_{opt} empiezan a ser más importantes que la propia emisión de las líneas de OH del cielo, caracterizada por su gran variabilidad en escalas cortas de tiempo. Por eso se suele utilizar la técnica del “*flat* diferencial”, que consiste en calcular una imagen de *flat* a partir de la diferencia entre dos *flats* con diferente nivel de cuentas. De esta forma, f_{tel} y f_{opt} se eliminan, por ser su contribución aditiva a f_b , mientras que el fondo restante, procedente del brillo del cielo f_{cielo} , será tenido en cuenta en la siguiente etapa en el proceso de reducción.

La manera habitual de crear *flats* diferenciales es utilizar imágenes de la cúpula. Mediante una lámpara en el interior de la cúpula, se apunta el telescopio hacia una pantalla, donde se refleja la luz de la lámpara. Se ha de intentar conseguir una iluminación uniforme, lo cual a veces no es fácil. Para obtener dos *flats* con distinto nivel de cuentas, se toma una imagen de la pantalla con la lámpara encendida (ON) y después otra, con el mismo tiempo de exposición, pero la lámpara apagada (OFF). En ambas imágenes está incluida la componente térmica, f_{tel} y f_{opt} , que es aditiva, por tanto si las restamos, la eliminamos. Normalizando la imagen resultante (dividiendo por la mediana), habremos conseguido un *flat*, por el cual dividiremos después todas las imágenes de una noche.

Si no disponemos de *flats* de cúpula, como en nuestro caso, se crea un *flat* de cielo, a partir de las propias imágenes de ciencia. Para que este *flat* elimine la componente térmica, se promedian, usando la mediana, dos grupos de imágenes, sin tener en cuenta los desplazamientos

relativos entre ellos. Uno de los grupos (ON) ha de tener mayor número de cuentas que el otro (OFF). Esto puede conseguirse tomando imágenes durante el crepúsculo, donde el fondo varía rápidamente con el tiempo, aunque también podemos hacerlo en distintos instantes de la noche. Tras el promedio, tenemos dos imágenes planas de diferente nivel de cuentas, que restaremos y normalizaremos. El hecho de combinar las imágenes sin tener en cuenta los desplazamientos relativos se fundamenta en que, de esta forma, de cada grupo de píxeles que vamos a promediar, probablemente a lo sumo uno de ellos pertenece a un objeto y todos los demás al cielo. Al tomar la mediana, el resultado es obviamente el cielo.

En concreto, hemos creado los *flats* a partir de las imágenes del cielo mediante tres procedimientos: combinación de todas las imágenes de una noche (“*superflat*”), diferencia entre dos *flats* de distinto número de cuentas y *flat* promedio de las imágenes obtenidas en cada ciclo hexagonal del patrón de *dithering*. De los tres métodos, el que proporcionó unas imágenes de mayor calidad corregidas de campo plano fue el tercero. Como se ha dicho, el patrón de *dithering* es hexagonal, con siete exposiciones de 60 s (seis vértices más el centro). Ver la Figura 3.4. Cada siete imágenes se ha calculado un *flat*, o sea, para cada uno de los hexágonos. Para las estrellas estándares se ha hecho algo similar. Se ha utilizado *imcombine*, tomando la mediana y usando *sigma clipping* como algoritmo de rechazo. Esto significa que todos aquellos píxeles que disten de la mediana más de tres veces sigma son eliminados. De esta forma se asegura que los píxeles malos y aquellos que contienen objetos son rechazados, de forma que sólo nos quedamos con los que muestran la señal del cielo.

En la Figura 3.2 derecha puede verse un ejemplo de *flatfield*. Podemos destacar la estructura en forma de “T” invertida en el cuadrante inferior derecho, que corresponde a una zona de defectos cosiméticos. También es identificable la traza oblicua mencionada en el apartado anterior, y que se encuentra en el cuadrante inferior izquierdo. Todas las manchitas oscuras repartidas por toda la imagen son píxeles fríos, que detectan menos señal que las zonas colindantes, aunque no están inutilizados por completo. En cualquier imagen antes de dividir por el *flat* los objetos presentes son completamente irreconocibles.

La división por estos *flats* deja el fondo de la imagen muy plano y ya empiezan a verse

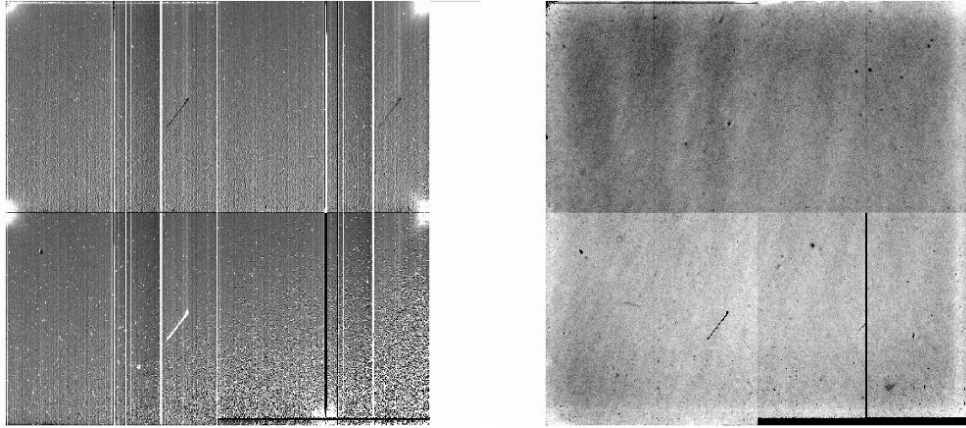


Figura 3.2: Izquierda: Ejemplo de imagen de la corriente de oscuridad o *dark*. En concreto corresponde a la combinación de todos los *darks* de la noche del 17 de mayo, calculando la media y sin ningún algoritmo de rechazo. Derecha: Ejemplo de imagen de campo plano o *flat*. En concreto corresponde a la combinación de las siete imágenes del ciclo hexagonal número 11 del campo 7.

claramente todas las fuentes presentes. Sin embargo, hay un efecto secundario indeseado. En el caso de haber objetos muy brillantes, por ejemplo, para las estrellas estándar, la combinación deja un residuo en cada una de las posiciones donde estuvo la estrella, a pesar de haber utilizado la mediana y no la media. Esto se traduce en una serie de “huecos”, o zonas con un menor número de cuentas, en dichas posiciones en las imágenes divididas por su *flat* correspondiente. La técnica del cálculo del *flat* se puede mejorar sensiblemente mediante la utilización de máscaras, que impidan el uso de los píxeles donde se encuentran los objetos brillantes. Éste es el método que se utilizará en la segunda reducción de los datos (ver siguiente sección).

3.2.3. Sustracción del cielo

Una vez restado el *dark* y dividido por el *flat*, y antes de proceder a combinar las imágenes con *imcombine*, resulta conveniente restar la contribución del cielo f_{cielo} . La manera estándar de proceder es la siguiente:

Debido a que el cielo en el infrarrojo cercano muestra una variabilidad temporal muy rápida, no podemos calcular una contribución promedio del cielo para intervalos grandes de tiempo, como toda una noche. Más bien, esto ha de hacerse para una escala de minutos. Normalmente

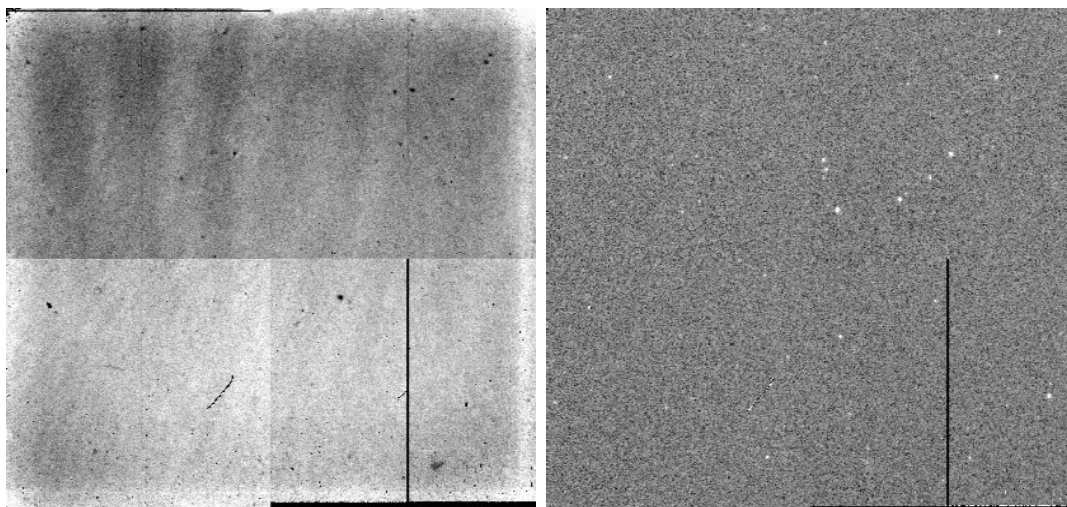


Figura 3.3: Izquierda: Ejemplo de imagen antes de dividir por el *flatfield*. En concreto corresponde a uno de los apuntados del ciclo undécimo del campo 7, con 60 s de tiempo de exposición. El aspecto es completamente similar al *flat*. Sólomente los objetos más brillantes son intuitidos como pequeños puntitos blancos. Derecha: Misma imagen de la izquierda, pero después de dividir por el *flatfield*. Como puede comprobarse, hasta que no se realice la correcta división del *flat*, los objetos quedan “camuflados” por el cielo brillante y por la variación de sensibilidad de unos píxeles a otros. Ahora son identificables sin dificultad los objetos presentes en la imagen. Todavía permanecen los píxeles malos (la “T” invertida y la traza oblicua), mientras que los píxeles fríos han sido eliminados en su mayoría.

para cada imagen se toman dos o tres imágenes previas y otras dos o tres posteriores, teniendo cuidado de que entre la primera de la secuencia y la última no hayan pasado más de 5 minutos aproximadamente. Este conjunto de imágenes se promedian de la misma manera de la que hemos calculado el *flat* de cielo. De hecho, conviene enmascarar los objetos presentes, para no sobrestimar el fondo de cielo en estas posiciones. Este cielo bidimensional es restado de la imagen para la cual fue calculado y el proceso es repetido para todas y cada una de las imágenes. El cálculo y la correcta sustracción del cielo es crucial en la reducción de imágenes infrarrojas, donde podemos esperar objetos que son más débiles que el propio brillo de cielo entre 3 y 4 órdenes de magnitud.

En nuestro caso particular, no pareció justificado calcular un cielo diferente para cada una de las múltiples imágenes que hay por noche, sobre todo teniendo en cuenta que tras haber dividido por el *flatfield*, el fondo de cielo quedaba extremadamente plano. Nos pareció más

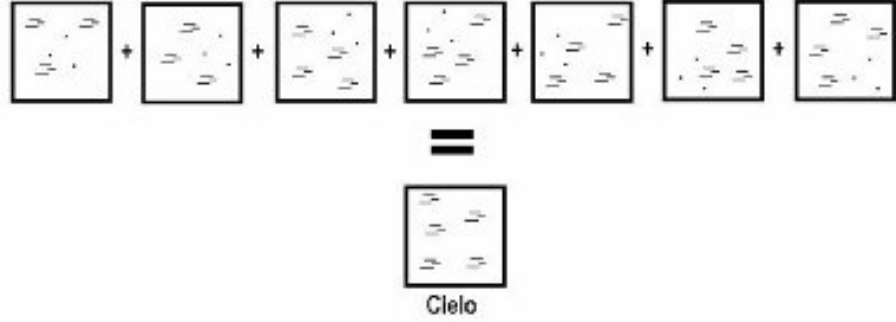


Figura 3.4: Cálculo del *flat* de cielo aprovechando el patrón hexagonal de *dithering*, mediante la combinación (mediana) de las imágenes de un ciclo sin tener en cuenta los desplazamientos relativos entre ellas.

sencillo calcular un cielo a partir de la mediana de la imagen y restarle un cielo con este valor en todos sus píxeles. Por un lado estamos despreciando las posibles fluctuaciones espaciales del cielo dentro de cada imagen, pero por otro estamos ganando en lo referente a las variaciones temporales, ya que hemos calculado un cielo por imagen.

3.2.4. Combinación de las imágenes

Una vez restado el fondo de cielo, las imágenes están preparadas para ser combinadas. El procedimiento seguido ha sido el siguiente:

- Primero se han escalado todas las imágenes como si estuvieran en el zénit. Para ello son multiplicadas por el factor $10^{0,4k_{\lambda} \sec z}$, donde k_{λ} es el coeficiente de extinción en la banda K' , con un valor estimado de $\sim 0,09$ magnitudes por masa de aire (Gil de Paz et al. 2000 [29]); este valor es similar a las 0,08 magnitudes por masa de aire dadas por Drory et al. (2001) [17]. El valor de $\sec z$ se obtienen de las cabeceras FITS de cada una de las imágenes.
- Los desplazamientos relativos entre las diferentes imágenes respecto de una imagen de referencia han de ser calculados¹. Para ello hay que identificar al menos un objeto que sea

¹El telescopio no tiene la precisión de apuntado suficiente como para poder utilizar los desplazamientos exactos correspondientes al patrón de *dithering* hexagonal citado anteriormente. Los desplazamientos reales son ligeramente diferentes y, por eso, han de ser medidos.

común a ellas. Las posiciones han sido medidas con el comando `imexam` en IRAF. Una vez que se tienen las posiciones, calcular los desplazamientos relativos es muy sencillo, puesto que sólo hay que restar a la posición de referencia todas las demás. Hay un pequeño precio: los desplazamientos han de ser números enteros, con lo que en todos los casos hay que redondear los resultados hasta eliminar los decimales. Esto quizá puede provocar que la combinación no sea perfecta y puede afectar a los resultados científicos si se quiere estudiar los tamaños de los objetos, porque resultan un poco más grandes de lo que son en realidad.

- Con los desplazamientos calculados, se procede a usar `imcombine` de IRAF (ver Figura 3.5). Combinamos todas las imágenes pertenecientes al mismo campo, utilizando la mediana y *sigma clipping* como algoritmo de rechazo.
- Se calcula la media aritmética de las medianas restadas en la sección anterior a modo de cielo plano. Este valor se le suma a la imagen promedio, para recuperar el cielo. La imagen resultante en este momento corresponde a un tiempo de exposición idéntico a cada una de las imágenes individuales, 1 minuto.
- Por último, si es necesario, se puede multiplicar por el número de imágenes promediadas para obtener la suma y una imagen correspondiente al tiempo de exposición total. De esta forma se recuperan las propiedades poissonianas del número total de cuentas, en lo referente a las propiedades del ruido y la *SNR*.

Las imágenes de cada uno de los campos se han sumado para obtener una imagen correspondiente a 84 minutos. En el caso de las estrellas estándar, que servirán para la calibración fotométrica, se ha combinado cada ciclo del *dithering* por separado, lo que da lugar a imágenes de 7 minutos, aunque el procedimiento habitual es trabajar con las imágenes individuales en vez de con las combinadas.

Un fenómeno visible y esperable en la Figura 3.6 es la variación de la *SNR* a medida que nos acercamos a los bordes y las esquinas de la imagen, debido a que para estas zonas se han utilizado menos imágenes en la combinación.

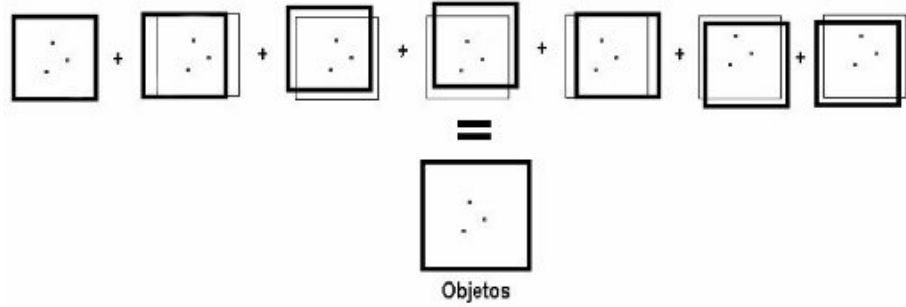


Figura 3.5: Esquema de la combinación de imágenes, deshaciendo los desplazamientos relativos entre ellas. La imagen final tiene un tamaño mayor, aunque la *SNR* disminuye cerca de los bordes y las esquinas.

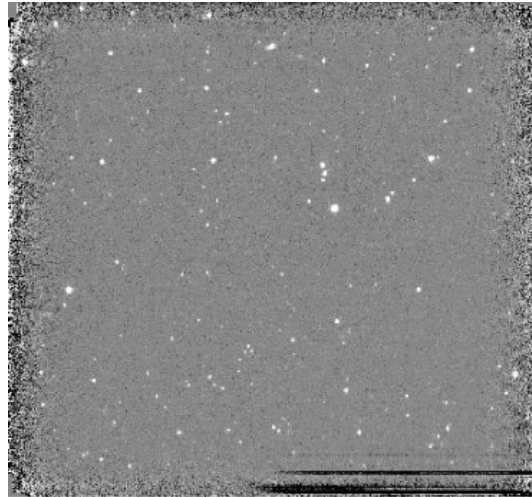


Figura 3.6: Ejemplo de imagen combinada (campo 7). Comparar con la Figura 3.3.

Como puede verse también en la Figura 3.6 si la comparamos con la Figura 3.3 derecha, han aparecido una gran multitud nuevos objetos que antes no se veían. Muchos de los píxeles muertos han desaparecido, sin embargo, la “T” invertida no ha sido eliminada por completo. La columna mala ha desaparecido como consecuencia de la combinación usando algoritmos de rechazo tipo *sigma clipping*. Sin embargo, debido al patrón hexagonal, con el que el telescopio se mantenía en media a la misma declinación a lo largo de toda la noche, resulta que la parte horizontal de la “T” ha coincidido en los mismos píxeles en un gran número de imágenes, con lo que al combinación no ha sido capaz de eliminarlos. Para mejorar el método utilizado, habría que usar una máscara de píxeles malos que señalara qué píxeles sirven para la combinación y

cuáles han de ser ignorados.

Otra pega que se puede poner a la imagen combinada consiste en que los píxeles donde no hay objetos no siguen una distribución gaussiana, como sería de esperar por la naturaleza poissoniana de los fotones. Por otro lado, un análisis detallado muestra la presencia de “huecos”, zonas con menor señal de la esperada, debido a la baja calidad del *flatfield* por no haber usado una máscara de objetos. Estas dos detalles, junto con el de los defectos cosméticos no eliminados correctamente, motivaron la repetición de la reducción de los datos con un método optimizado que elimine estos efectos (véase apartado 3.4 para más detalles).

3.3. Reducción optimizada mediante máscara de objetos

3.3.1. Descripción del método utilizado

La reducción de los datos la hemos repetido siendo mucho más cuidadosos con la presencia de defectos cosméticos en nuestras imágenes, así como con la creación del *flatfield* y la sustracción de cielo. Los principales pasos seguidos, que están representados en la Figura 3.7, se basan en un proceso iterativo gracias al cual se va mejorando una máscara de objetos, que almacena las posiciones de los objetos presentes en una imagen. Cuando no se tiene en cuenta dicha máscara de objetos, la calidad del *flatfield* de cielo es regular, ya que en las distintas zonas donde hay un objeto, la señal del *flat* queda por encima de la que tendría si no hubiera ningún objeto. Como consecuencia, al dividir las imágenes de ciencia por el *flat*, quedan “huecos” de menor señal en aquellas zonas donde el *flat* sobresale. Como por el patrón de *dithering* los objetos van ocupando distintas zonas del detector, el resultado final de todos estos “huecos” en la imagen combinada final es un “bosque” de zonas de señal más baja de lo normal, en la que, al menos, los objetos más brillantes ya pueden distinguirse.

Tras una primera iteración en la que no se tiene en cuenta ninguna máscara de objetos, se puede crear dicha máscara, a pesar de que la imagen combinada es de calidad regular. La máscara se utilizará en posteriores iteraciones para evitar la señal de los píxeles que contienen objetos, con lo que su contribución al *flatfield* será cada vez menor.

Durante cada iteración, se realizan las típicas operaciones dentro de una reducción de datos en infrarrojo: sustracción de la imagen de corriente de oscuridad, generación de un *superflat* de cielo y división de las imágenes de ciencia por el mismo, cálculo del cielo como una imagen bidimensional y su sustracción, y finalmente, combinación de las imágenes de ciencia.

Tanto la máscara de objetos, mejorada en cada iteración, como una máscara de defectos cosiméticos, permiten mejorar sustancialmente la calidad del *flatfield*, la imagen de cielo y la imagen combinada.

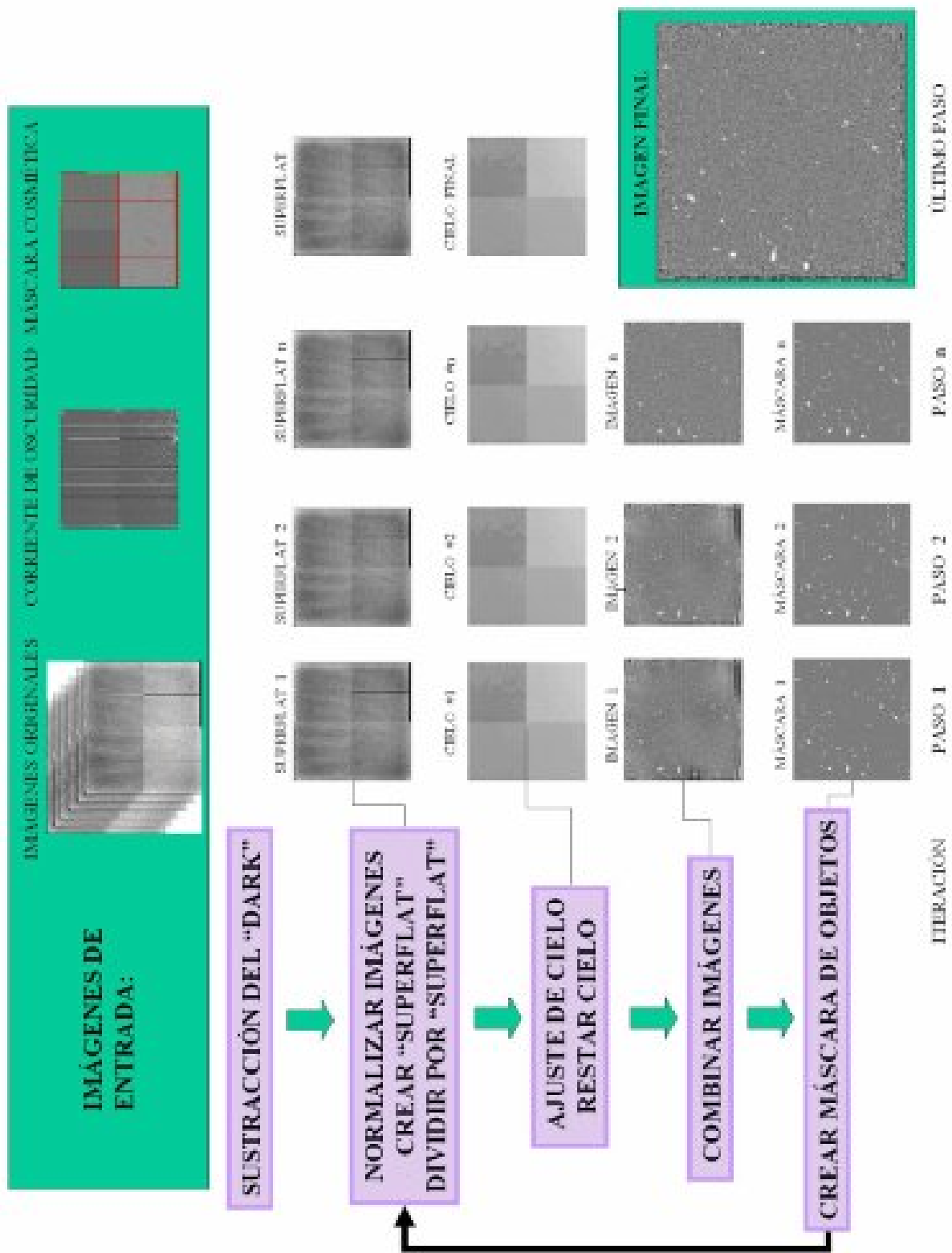


Figura 3.7: Esquema de la reducción optimizada. Ver el texto para más detalles.

3.3.2. Sustracción de la Corriente de Oscuridad

En primer lugar, a cada imagen individual, que denotaremos por $frame_i$, se le resta una imagen de corriente de oscuridad media, $dark_{medio}$, escalada al mismo tiempo de exposición. El resultado es $frame'_i = frame_i - dark_{medio}$.

Hemos considerado las mismas imágenes de corriente de oscuridad que en la primera reducción realizada (Figura 3.2 izquierda). Como dichas imágenes tienen un tiempo de exposición de 20 segundos, hemos tenido que escalarlas a un minuto multiplicando por tres su señal.

3.3.3. Creación del *FlatField*

Podemos destacar varios pasos:

1. Tomando cada $frame'_i$, se calcula el valor de la mediana de cada uno de los cuatro cuadrantes que forman la imagen. En general, estas medianas no coinciden, puesto que cada cuadrante parece tener un nivel pedestal diferente. Esta mediana la representaremos por $mediana^j_i$, donde el subíndice i representa el número de la imagen (en nuestro caso, toma valores entre 1 y 84), mientras que j puede valer 1, 2, 3 ó 4, según el cuadrante correspondiente.

En el cálculo de la mediana:

- Se han ignorado todos aquellos píxeles en los que hay un objeto detectado, para lo cual se hace uso de una máscara de objetos que se crea al final de cada iteración. Como al empezar la reducción esta máscara no se ha creado todavía, no se tiene en cuenta esta restricción en la primera iteración. Esto se refleja en la baja calidad del llamado *superflat* y en la imagen combinada final de dicha iteración.
- Tampoco se han tenido en cuenta los píxeles afectados por defectos cosméticos del detector. Dichos píxeles se han almacenado en una máscara cosmética creada a mano, a partir de una imagen dividida por su *flatfield* durante la reducción anterior (ver la Figura 3.8).

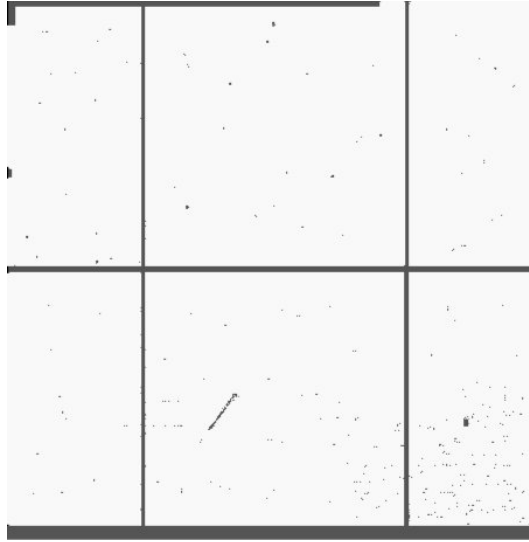


Figura 3.8: Máscara de defectos cosméticos utilizada en la reducción optimizada. Casi todos los píxeles de los bordes, los de la frontera entre los cuadrantes inferiores y superiores del detector, los de la columna central de cada cuadrante, los de la traza oblicua del cuadrante inferior izquierdo, así como algunos otros píxeles sueltos, son los que forman esta máscara.

Cuatro medianas se han tomado de manera independiente para cada uno de los cuatro cuadrantes. No se ha impuesto ningún tipo de condición de borde o de continuidad en la frontera entre los cuadrantes.

A partir de la cuarta iteración de la reducción, se toma, en vez de la mediana de cada cuadrante, el ajuste suavizado del cielo de cada imagen (ver más adelante) calculado en la iteración anterior. De esta forma, el *superflat* está menos afectado por las variaciones espaciales del cielo.

2. Una vez calculadas cada una de las medianas $mediana_i^j$, normalizamos $frame_i'$ dividiendo cada cuadrante por su mediana correspondiente. De esta forma, hemos creado una imagen plana o *flatfield*, $frame_{i,norm}$, contaminada todavía con objetos celestes, y con sus cuatro cuadrantes al mismo nivel.
3. En el siguiente paso generamos un *superflat*, o imagen de campo plano a partir de todas las imágenes de una noche. Se toman todos los $frame_{i,norm}$ de una noche y se suman, sin tener en cuenta los desplazamientos relativos debidos al patrón de *dithering*. En este

proceso, se ignoran los píxeles marcados en la máscara de objetos, aunque no así con los de la máscara de defectos cosiméticos. Éstos últimos, a pesar de ser inservibles, se incorporan en la suma para ver si es posible recuperar la información contenida en dichos píxeles con el *flatfield*.

Esto significa que en la suma de estas imágenes, que se realiza píxel a píxel, no se usa siempre el mismo número de imágenes. Este número es importante, porque después servirá para la normalización del *superflat*, así que, de manera paralela, se almacena en una imagen auxiliar, el número de píxeles utilizado para cada píxel.

Con este proceso se ha creado un promedio de las imágenes planas $frame_{i,norm}$, con lo que se ha eliminado la contribución de objetos celestes, que en cada imagen individual aparecen en posiciones diferentes.

La normalización descrita anteriormente es necesaria, teniendo en cuenta que el fondo de cielo puede variar considerablemente de una imagen para otra con una escala temporal corta. Si no se hubiera realizado dicha normalización, el *superflat* incorporaría las variaciones temporales del cielo, y por tanto, sería diferente en función de las imágenes utilizadas para generarlo. Por otro lado, cuantas más imágenes se utilicen para el *superflat*, más fácilmente podrán cancelarse las variaciones espaciales del cielo.

4. Partiendo de nuevo de las imágenes restadas de corriente de oscuridad, $frame'_i$, se procede a la división por el *superflat*. En las imágenes resultado, $frame_{i,flat}$, se pone de manifiesto de nuevo las diferencias de nivel entre los distintos cuadrantes. Esto es lo esperable, puesto que hemos tenido precaución para eliminar este efecto en el *superflat*. Si nos fijamos en cada cuadrante, se aprecian además inhomogeneidades intrínsecas del cielo, que habrá que eliminar a continuación.

3.3.4. Sustracción del cielo

El siguiente paso es la generación de una imagen de cielo y su posterior sustracción.

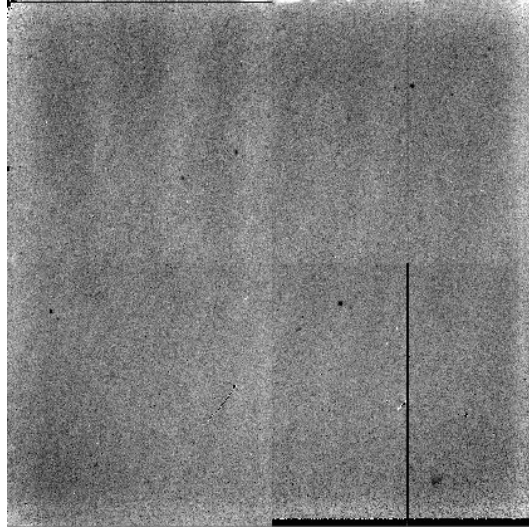


Figura 3.9: Imagen de *superflat* calculada durante la reducción optimizada, mediante la combinación de todas las imágenes de una misma noche, tras restarles la señal de la corriente de oscuridad y dividir las por su mediana para ponerlas al mismo nivel.

- Para las dos primera iteraciones en la reducción, hemos despreciado las variaciones espaciales del cielo, de manera que lo hemos aproximado a la mediana de cada imagen $frame_{i,flat}$.
- Para iteraciones posteriores, hemos utilizado un algoritmo de suavizado de mediana a $frame_{i,flat}$, con una caja de tamaño en principio fijo, pero con posibilidades de ampliación en caso de que el número de píxeles para calcular la mediana sea pequeño. En este proceso, que es el principal cuello de botella de la reducción optimizada descrita en estas líneas, se excluyen los píxeles tanto con objetos celestes como con defectos cosmiéticos. La principal suposición que valida este paso de la reducción radica en que el llamado *superflat* está libre de inhomogeneidades espaciales, puesto que se ha creado a partir de un gran número de imágenes. Con esto, la imagen suave ajustada representa la forma espacial real del cielo para la imagen en cuestión, $frame_{i,flat}$.

Se realiza la sustracción del cielo calculado en el paso anterior. El resultado de esta operación es $frame_{i,sky}$.

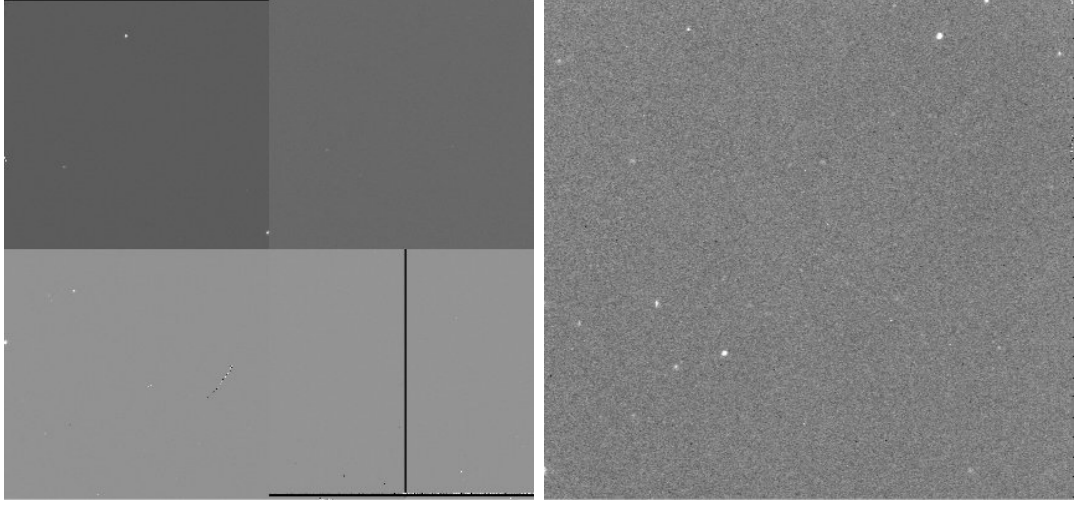


Figura 3.10: Izquierda: Una imagen dividida por el *superflat*. Cada uno de los cuatro cuadrantes del detector tiene un nivel medio diferente. Como el *superflat* está corregido por construcción de dichos desniveles, éstos se ponen de manifiesto claramente tras la división por dicho *superflat*. Derecha: Detalle de uno de los cuadrantes de la figura de la izquierda, pero esta vez utilizando los cortes de la imagen adecuados. Se aprecian claramente los objetos más brillantes, mientras que el fondo de cielo se ve lo suficientemente plano.

3.3.5. Combinación de las imágenes

En el siguiente paso se realiza la combinación de todas las imágenes $frame_{i,sky}$, correspondientes a un campo, para así aumentar la relación señal-ruido y poder detectar los objetos débiles. Conocidos los desplazamientos relativos entre las diversas imágenes, se realizan las siguientes operaciones:

- Se identifican todos los píxeles de las imágenes individuales que corresponden a la misma posición en el cielo. Debido a los desplazamientos relativos, estos píxeles corresponden a posiciones diferentes en las imágenes individuales. No se tienen en cuenta los píxeles afectados por defectos cosméticos.
- Se calcula la señal que dichos píxeles tendrían si la imagen se hubiera conseguido observando fuera de la atmósfera terrestre. Para ello se ha de multiplicar por el factor $10^{0,4k_\lambda \sec z}$, siendo k_λ el coeficiente de extinción en la banda K y $\sec z$ la masa de aire correspondiente a la imagen. Esta renormalización de la señal exige saber el valor de k_λ con anterioridad a la calibración fotométrica. Esto, que en principio podría parecer un problema, en

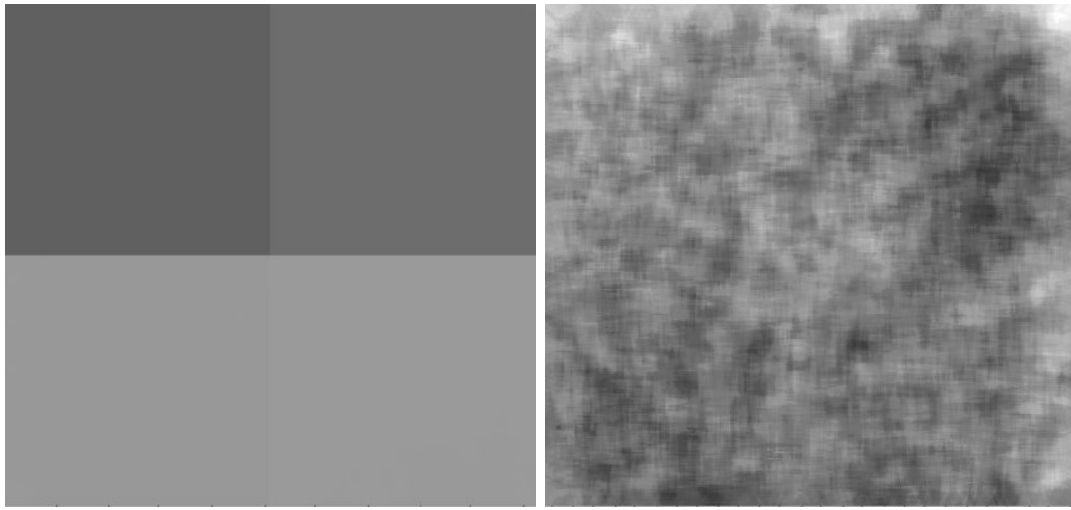


Figura 3.11: Izquierda: Imagen suavizada del cielo de una imagen. Debido a que cada cuadrante tiene un nivel diferente, los cortes de la imagen no permiten ver detalles, ya que las variaciones dentro de un mismo cuadrante resultan ser a lo sumo de un 0.6 %, mucho menores que las variaciones de un cuadrante a otro de la imagen, del orden de un 5 %. Derecha: Detalle de uno de los cuadrantes, esta vez con los cortes adecuados de la imagen. El aspecto granulado del cielo es ficticio, pues está condicionado por el tamaño de la caja de suavizado utilizada, que en nuestro caso es de 21×21 píxeles. Lo que sí se aprecia es que el brillo del fondo de cielo no es uniforme a lo largo del detector.

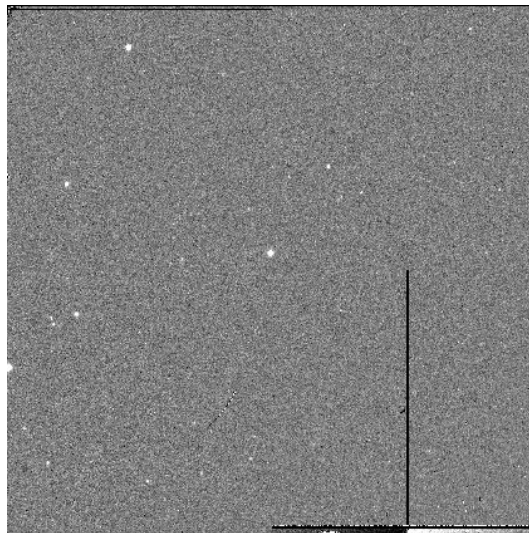


Figura 3.12: Imagen restada del cielo.

la práctica no lo es, ya que dicho coeficiente es bastante estable y como norma general se suele tomar un valor medio, que suele ser proporcionado por el Observatorio. Como

ya se comentó en el apartado 3.2.4, el valor tomado para este coeficiente es $k_\lambda = 0,09$ magnitudes por masa de aire (Gil de Paz et al. 2000 [29]).

- Con los píxeles seleccionados, normalmente se elimina de forma temporal en este cálculo una fracción fija de píxeles, que suele ser un 10 % con mayor señal y el 10 % con menor señal. Con los píxeles restantes se realiza un histograma de valores, con el que se calcula la media, $media_1$, y la desviación típica, σ_1 .
- Con esta estimación de la media y de la desviación estándar, se calcula el histograma definitivo recuperando el conjunto original de píxeles. Esta vez se eliminan aquellos píxeles con una señal que se aleja de $media_1$ un número de veces σ_1 . Los píxeles restantes proporcionan el valor definitivo de la media, $media_2$, y la desviación estándar, σ_2 . Estos dos valores se almacenan en un par de matrices nuevas: una para la imagen combinada, la otra, para las desviaciones estándar. Una tercera matriz auxiliar es necesaria para almacenar el número de píxeles (o imágenes individuales) utilizado para el cálculo de cada uno de los píxeles de la imagen combinada.

3.3.6. Generación de una imagen de ruido

Para comprobar que la combinación de las imágenes se ha realizado correctamente, generamos después de forma sintética una imagen falsa de ruido o *fake image*. Con la matriz auxiliar que almacena el número de imágenes individuales utilizadas en el cálculo de cada uno de los píxeles de la imagen combinada, la vamos recorriendo para identificar aquellos píxeles que se han calculado con el mismo número de imágenes individuales $frame_{i,sky}$, en nuestro caso $1 \leq i \leq 84$. De dichos píxeles, se selecciona aquéllos que no están señalados en la máscara de objetos, y con ellos se calcula la señal media almacenada, así como la desviación estándar, σ_i . Esta desviación estándar debe ser inversamente proporcional a la raíz cuadrada del número de píxeles, y por tanto, de imágenes individuales, utilizados en el cálculo. Por ello, una prueba para verificar que la combinación es buena, es comprobar que:



Figura 3.13: Imagen combinada final del campo 8 de la campaña de mayo de 2000 tras cada iteración: primera, arriba a la izquierda; segunda, arriba a la derecha; tercera, abajo a la izquierda; cuarta y última, abajo a la derecha. En la primera iteración se aprecian los “huecos” dejados por un *flatfield* de baja calidad por no haber usado máscara de objetos. Entre la imagen combinada de la tercera iteración y la de la cuarta apenas se notan diferencias.

- La desviación estándar de la señal almacenada en los píxeles de la imagen combinada que han sido calculados con el mismo número de imágenes individuales, σ_i , es inversamente proporcional a la raíz cuadrada del número de píxeles utilizados.
- El producto de la desviación estándar, σ_i , y la raíz cuadrada del número de píxeles utilizados en su cálculo permanece aproximadamente constante. Este valor, σ_{1frame} sería el que tendría la desviación estándar si sólo se pudiera usar un píxel, y por tanto, una

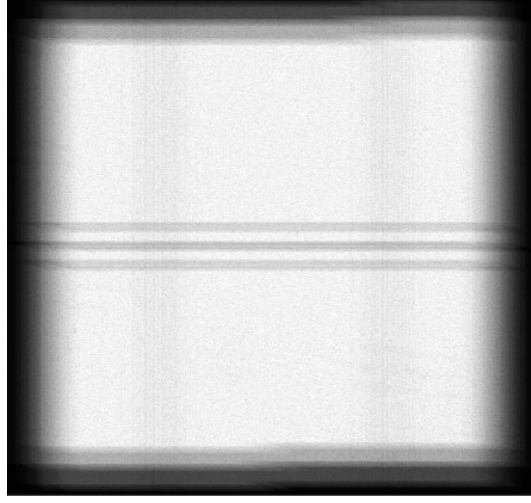


Figura 3.14: Número de píxeles utilizados para el cálculo de la imagen combinada, en función de la posición. El color blanco corresponde al máximo número de imágenes, mientras que el negro corresponde al mínimo (que en el bordes tiende a cero).

imagen individual, en su cálculo.

- La señal media contenida en dichos píxeles permanece constante y en torno a cero (puesto que se ha sustraído el cielo).

Posteriormente se puede crear la imagen falsa de ruido o *fake image*, con el mismo tamaño que la imagen combinada final. Dicha imagen falsa se calcula dividiendo σ_{1frame} por la raíz cuadrada del valor correspondiente en la imagen del número de píxeles utilizados en la combinación (Figura 3.14), todo ello multiplicado por un número aleatorio que permita generar una distribución gaussiana de valores. El resultado puede verse en la Figura 3.16.

3.3.7. Creación de la máscara de objetos

Una vez que se ha comprobado que la combinación de las imágenes se ha realizado como se esperaba, el paso final de cada iteración consiste en la generación o mejora de la máscara de objetos, que será utilizada en iteraciones posteriores. Para la detección de los objetos presentes en la imagen pasamos una caja de búsqueda por todos los píxeles. En dicha caja se mide la señal total de todos los píxeles, así como la desviación estándar (sumando cuadráticamente la

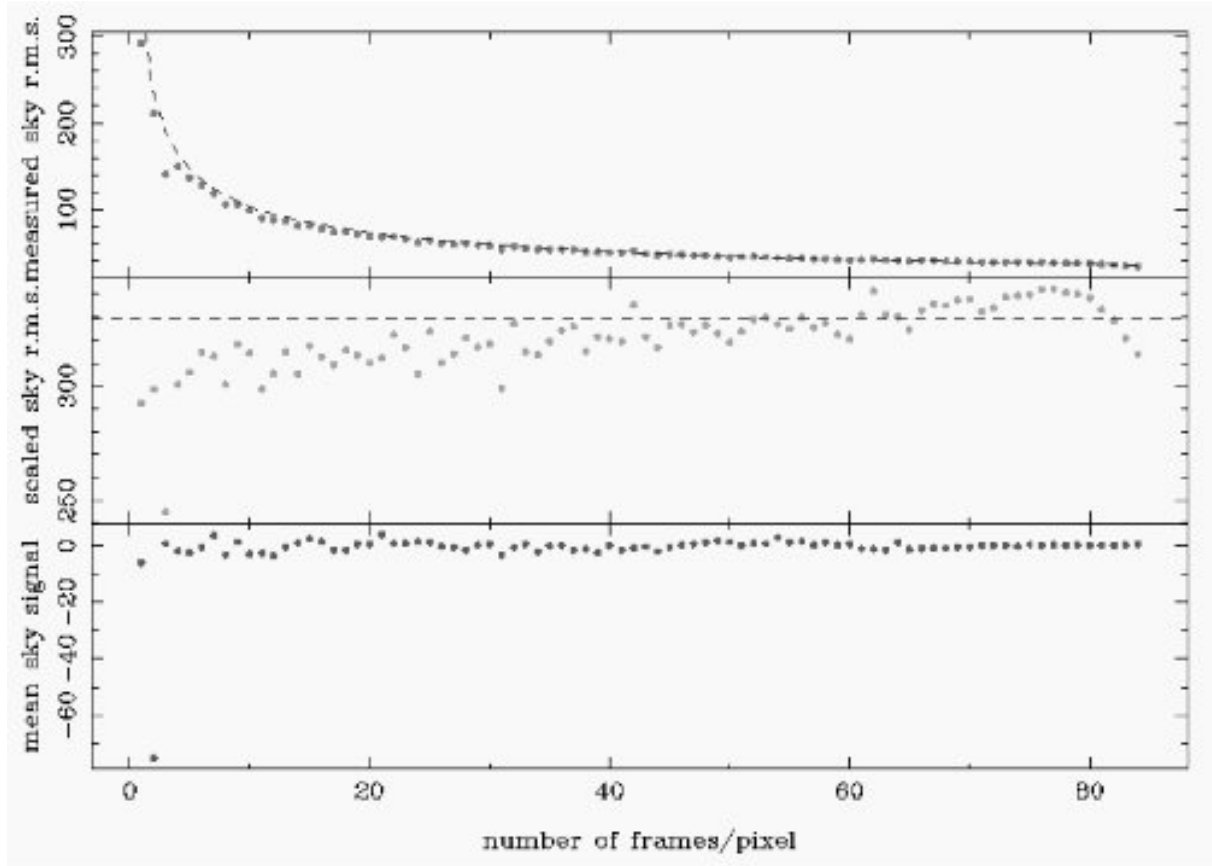


Figura 3.15: Variación de la desviación estándar en función del número de imágenes individuales utilizado. En la gráfica superior, puede observarse que dicha desviación estándar es inversamente proporcional a la raíz cuadrada del número de imágenes utilizado. Los puntos son los valores calculados, frente a la línea discontinua, que se ha calculado como la desviación estándar correspondiente a una sola imagen dividida por la raíz cuadrada del número de imágenes individuales utilizado. En la gráfica central, se ve el producto de la desviación estándar por el número de imágenes utilizado en su cálculo. La línea horizontal corresponde a la media ponderada de dichas desviaciones estándar, utilizando como peso el número de imágenes individuales. Precisamente éste es el valor de la desviación estándar equivalente a una sola imagen, σ_{1frame} . En la gráfica inferior, se ve el nivel medio de los píxeles de la imagen combinada, en función del número de píxeles utilizados. Este nivel está alrededor de cero porque se ha restado el fondo de cielo y se han eliminado del cálculo todos aquellos píxeles marcados en la máscara de objetos.

desviación estándar dada en la imagen falsa de ruido generada antes). Hay que recordar que dicha imagen falsa da el valor esperado en el error de la señal de cada píxel, en el caso de que no esté marcado en la máscara de objetos. Si la señal total supera un cierto número de veces

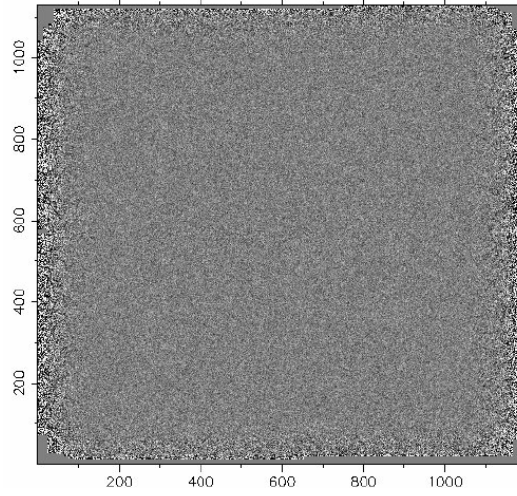


Figura 3.16: Imagen falsa de ruido generada para comprobar que la combinación de las imágenes se ha realizado correctamente y en la generación de la máscara de objetos.

la desviación estándar total, entonces se ha detectado un objeto.

El proceso utilizado empieza buscando cajas de 1 píxel que cumplan el criterio de detección, para ir después aumentando el tamaño de la caja de búsqueda hasta llegar a un valor máximo especificado por el usuario ($npatch_{max}$). Para evitar que la detección esté sesgada hacia objetos con forma cuadrada, se hace una última pasada a toda la imagen, en la que se buscan píxeles sueltos, que estén junto a un objeto ya detectado, que superen por sí mismos el criterio de detección.

El número de veces que se ha de superar la desviación estándar para considerar que un píxel forma parte de un objeto es diferente en la búsqueda de “objetos cuadrados” ($tsigma_1$) del valor usado en la búsqueda de píxeles individuales adyacentes a un “objeto cuadrado” ya detectado ($tsigma_2$). Como parámetro de búsqueda, se debe especificar $tsigma_2$, mientras que $tsigma_1$ se calcula como el valor de σ que tendría la caja de búsqueda más grande si todos sus píxeles tuvieran como error $tsigma_2$, es decir, $tsigma_1 = tsigma_2 * npatch_{max}$.

Este proceso va generando una máscara de objetos que va mejorando notablemente de una iteración a otra. Véase la Figura 3.17.

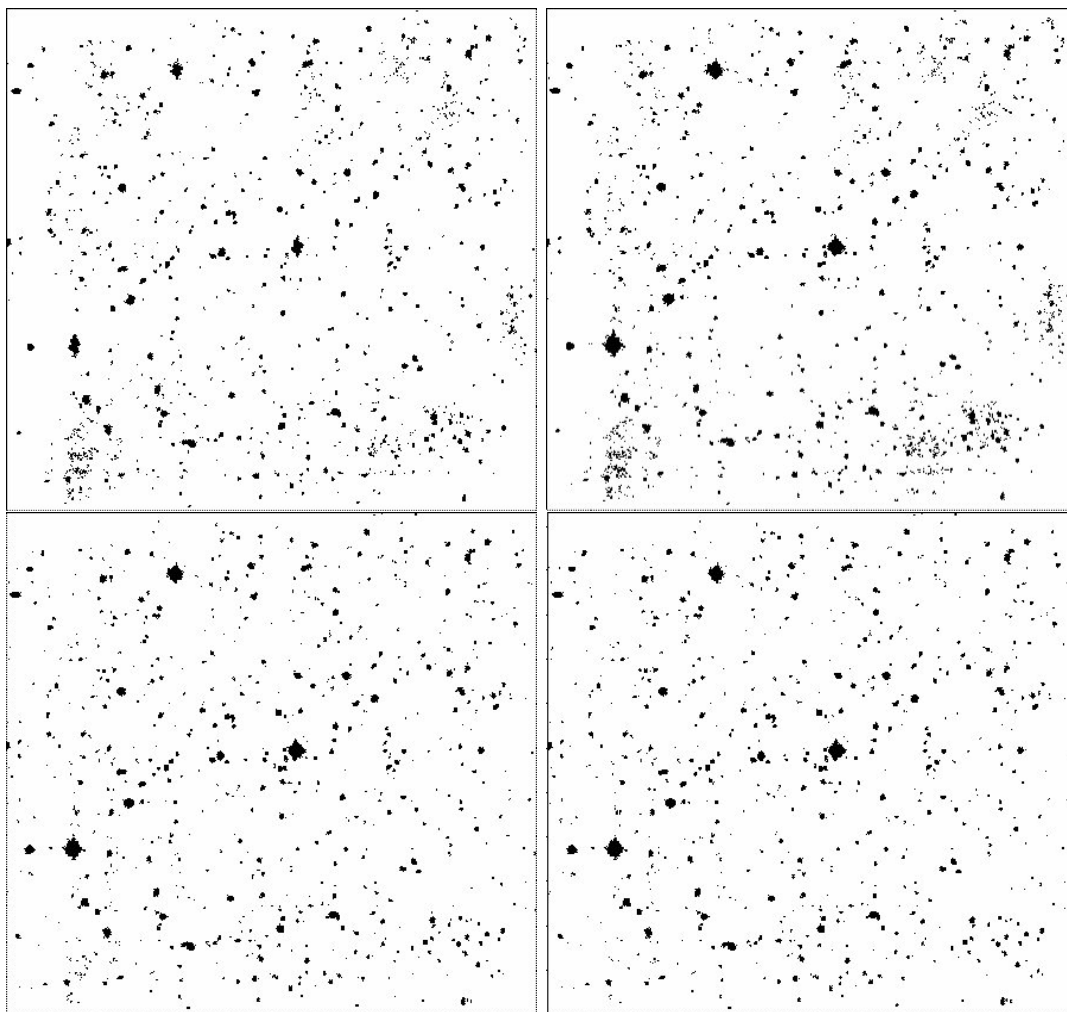


Figura 3.17: Máscara de objetos y su evolución tras las diversas iteraciones: primera, arriba a la izquierda; segunda, arriba a la derecha; tercera, abajo a la izquierda; cuarta y última, abajo a la derecha.

3.4. Comparación de los resultados obtenidos con ambos métodos de reducción

Con el método optimizado de la reducción hemos solucionado dos problemas:

- Por un lado, recordemos que el hecho de no usar máscara de objetos provocaba que la calidad del *flatfield* fuera regular, al “guardar memoria” de las distintas posiciones de los objetos brillantes en las sucesivas imágenes individuales debido al patrón de *dithering*. En la Figura 3.18 podemos ver un detalle de una imagen combinada creada con los dos métodos. Con el estándar se aprecian claramente alrededor de la estrella brillante los

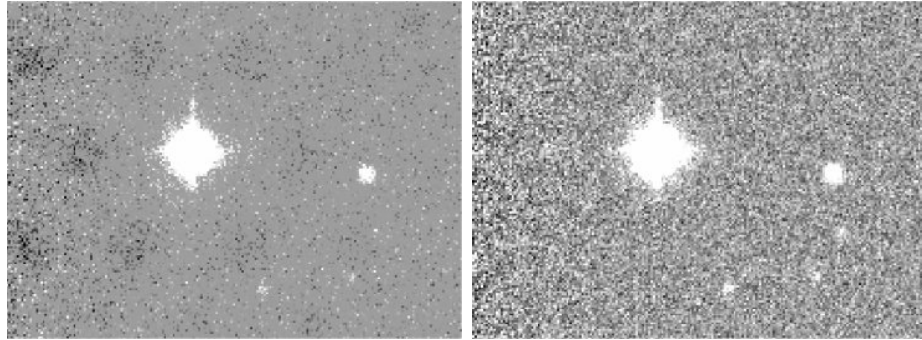


Figura 3.18: Comparación de un detalle de una imagen combinada usando los dos métodos de reducción descritos. La zona seleccionada está alrededor de una estrella brillante. En la figura de la izquierda, reducida con el método estándar sin máscaras de objetos, pueden distinguirse los “huecos” o zonas con menor señal, que corresponden a distintas posiciones de la estrella debido al *dithering*. El *flatfield* utilizado en este caso “guarda memoria” de dichas posiciones, lo que provoca que en esas zonas la señal del *flatfield* sea ligeramente más elevada de lo normal. Al dividir las imágenes individuales por dicho *flatfield*, dichas zonas tienen una señal más baja de lo normal. Los cortes de la imagen se han exagerado para así poder apreciar los “huecos”. En la figura de la derecha, podemos ver la misma zona, pero esta vez utilizando el método optimizado con máscara de objetos. En este caso el problema de los “huecos” ha quedado solucionado.

“huecos” con el patrón hexagonal del *dithering*. En la imagen de la reducción optimizada, las zonas sin objetos son perfectamente planas.

- Por otro lado, por razones no identificadas, para las imágenes combinadas con el método estándar usando `imcombine` de IRAF, el histograma de los píxeles donde no hay objetos celestes no presenta forma gaussiana, algo que cabría esperar por la naturaleza poissoniana de los fotones. Si analizamos con detalle cualquiera de estas imágenes, se observan muchos píxeles aislados con una señal muy diferente de la de los píxeles de alrededor, posiblemente consecuencia de un *flatfield* de poca calidad. Ver Figura 3.19.
- Por último, pero no por ello menos importante, está el hecho de que, con el método estándar, la imagen combinada sigue presentando algunos defectos cosméticos, a pesar de haber utilizado un patrón de *dithering* y un algoritmo de *sigma-clipping*. El problema está en el defecto con forma de “T” invertida en el cuadrante inferior derecho. Debido a que el *dithering* consistía en una serie de hexágonos cuyos centros estaban desplazados

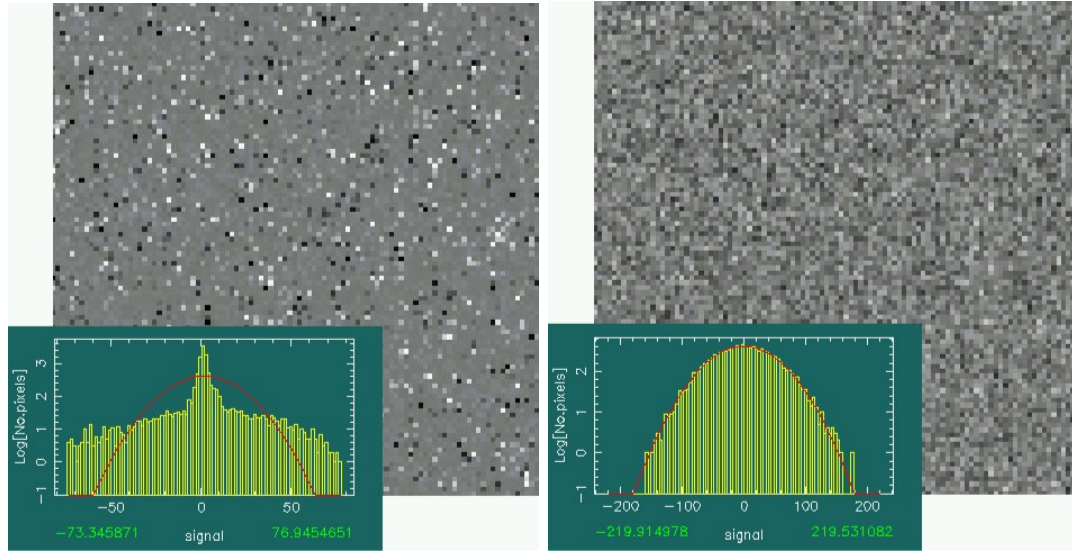


Figura 3.19: Comparación entre los histogramas de los píxeles de cielo según el método de reducción utilizado. Las imágenes corresponden a una zona de 100×100 píxeles, escogida por la ausencia de objetos, de la imagen combinada del campo 7. Por razones no identificadas, el cielo en el método estándar con IRAF no presenta un histograma gaussiano. El método optimizado, que tiene un cuidado especial en el cálculo del cielo y del *superflat*, da lugar a un histograma gaussiano, como es de esperar por la naturaleza poissoniana de los fotones. Nótese que el eje vertical de los histogramas es logarítmico, con lo que las gaussianas se convierten en parábolas. En amarillo están representados los histogramas, mientras que en línea roja está el mejor ajuste gaussiano a los mismos.

pero a la misma declinación, y a que este defecto ocupa una línea horizontal bien larga, en la combinación estándar no se eliminaba correctamente sus efectos.

Con el método estándar, que utiliza una máscara de defectos cosiméticos, estos píxeles defectuosos son siempre ignorados en la creación del *flatfield* y en la combinación de imágenes, con lo que acaban por se eliminados por completo. Véase la Figura 3.20.

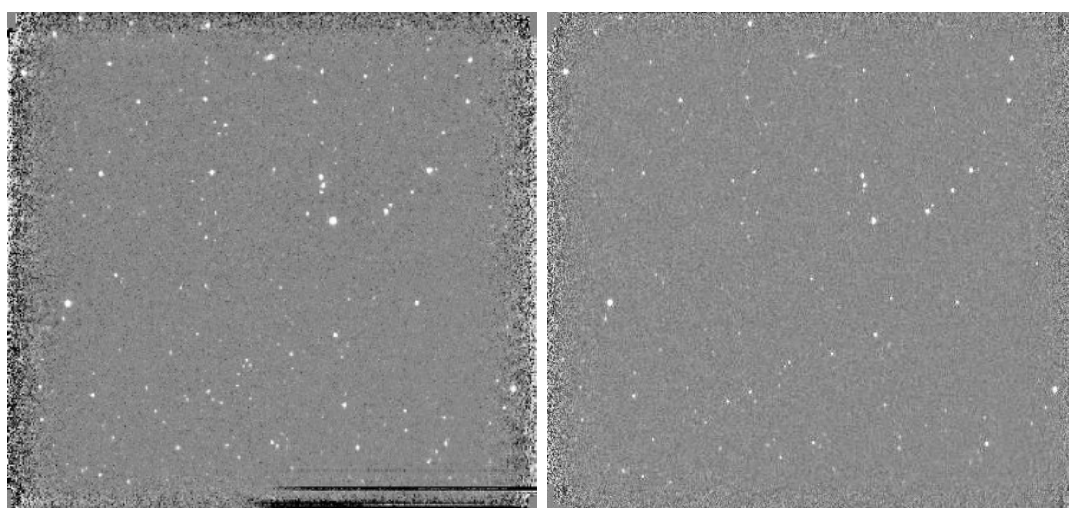


Figura 3.20: Comparación entre dos campos reducidos con los dos métodos de reducción descritos en el texto: el estándar (izquierda) y el optimizado (derecha). Puede apreciarse que algunos defectos cosméticos, en particular los pertenecientes a la “T” invertida del cuadrante inferior derecho, no han desaparecido en la combinación con el método estándar. El uso de la máscara de defectos cosméticos permite corregir este efecto, como puede verse en la figura de la derecha.

Capítulo 4

Análisis científico de los resultados

En los siguientes apartados están recogidos los resultados científicos de este trabajo. En la sección 4.1 están los tiempos de exposición conseguidos en cada campo. En 4.2 hay un cálculo aproximado de la magnitud límite alcanzada en cada uno de los diez campos sumados, para lo cual se ha realizado una calibración grosera de los parámetros fotométricos, pero que de una manera rápida, permite realizar cálculos no muy desencaminados de la magnitud de cualquier objeto. En la sección 4.3 se comprueba que los resultados anteriores son consistentes con una calibración fotométrica mediante la Recta de Bouguer. Por último, en la sección 4.4 se analiza todo lo concerniente a la detección de objetos en nuestras imágenes reducidas, así como los problemas existentes para la separación de estrellas y galaxias, el cálculo de unos factores correctores de la fotometría para forzar que objetos comunes en dos campos consecutivos tengan el mismo número de cuentas y un estudio de la fiabilidad de la detección de objetos reales y espúreos, para finalizar con nuestros conteos de galaxias en la banda K' y su comparación con otros autores, más una breve mención a la astrometría realizada en nuestras imágenes.

4.1. Tiempos de exposición conseguidos en cada campo

En la tabla 4.1 están resumidos los tiempos de exposición totales conseguidos para campo. Algunas imágenes debieron ser rechazadas, bien por el mal tiempo, bien porque alguna de ellas presentaba una mala calidad.

Campo	Nº Total	Imágenes	Motivo	t_{exp}^{total}
	Imágenes	rechazadas		(min)
1	95	18	Nubes	77
2	84	16	Nubes	68
3	84	22	Nubes	62
4	84	59	Nubes	25
5	84	0	—	84
6	84	15	Viñeteo con cúpula	69
7	84	1	Mala calidad	83
8	84	0	—	84
9	84	1	Mala calidad	83
10	42	0	—	42

Tabla 4.1: Tiempos de exposición totales de cada uno de los apuntados de mayo de 2000.

4.2. Cálculo aproximado de la magnitud límite

Una vez reducidos los diez campos, se va a estimar la magnitud que tendrían los objetos más débiles que se podrían llegar a detectar, teniendo en cuenta la relación señal-ruido. Antes hay que calcular la constante instrumental del sistema c_λ , que permite convertir el flujo observado en cuentas/s en magnitudes. El coeficiente de extinción habrá que hallarlo mediante la Recta de Bouguer (ver sección 4.3), aunque primeramente vamos a seguir un método aproximado de cálculo.

Ecuaciones

Por definición de extinción:

$$m_\lambda = m_\lambda^o + k_\lambda \sec z \quad (4.1)$$

Donde:

- m_λ^o es la magnitud de un objeto en el filtro centrado en la longitud de onda λ , visto fuera de la atmósfera.
- m_λ es la magnitud aparente del objeto tras sufrir la extinción debida a la atmósfera.
- k_λ es el coeficiente de extinción para esa longitud de onda, medido en magnitudes por masa de aire.
- z es la distancia cenital.

Por definición empírica:

$$m_\lambda = c_\lambda - 2,5 \log F_\lambda \quad (4.2)$$

Donde:

- c_λ es la constante instrumental del sistema, medida en magnitudes, y que corresponde a la magnitud aparente de un objeto del cual se recibe 1 cuenta/s.
- F_λ es el flujo de un objeto, medido en cuentas/s.

Como las magnitudes aparentes del objeto según las ecuaciones (4.1) y (4.2) son iguales, entonces podemos escribir la igualdad:

$$m_\lambda^o + k_\lambda \sec z = c_\lambda - 2,5 \log F_\lambda \quad (4.3)$$

A través del estudio de estrellas estándar, de las que conocemos su m_λ^o , por estar tabulada (véase la Tabla 2.4.4), además de su $\sec z$ y su F_λ , por corresponder a una determinada observación, hay que realizar un ajuste por mínimos cuadrados para el cálculo de k_λ y c_λ (sección 4.3). Como forma aproximada de hallar la magnitud límite alcanzada, supondremos que k_λ es del orden de $\sim 0,09$ magnitudes por masa de aire para la banda K'.

Para una estrella estándar, la constante intrumental se puede escribir como:

$$c_\lambda = m_\lambda^o + k_\lambda \sec z + 2,5 \log F_\lambda \quad (4.4)$$

Donde F_λ es el flujo o número de cuentas correspondientes a dicha estrella dividido por el tiempo de exposición correspondiente a la imagen. Mediante esta ecuación, conocidos m_λ^o , k_λ , $\sec z$ y F_λ , se puede hallar directamente el valor aproximado de c_λ .

Una vez calculada la constante instrumental, vamos a estimar la magnitud límite por arcsec^2 . Se dispone de una imagen que es la combinación de N imágenes de t_{exp} segundos cada una. Como se trata de la media en vez de la suma de dichas imágenes, el tiempo de exposición correspondiente a dicha imagen combinada también resulta ser t_{exp} , que en nuestro caso es de 1 minuto.

Se mide la desviación estándar σ en la imagen en zonas vacías de objetos. Esto se puede hacer con `imexam` (IRAF), que proporciona, entre otros datos, este valor (`STDDEV`). Por convenio, se considera que los objetos más débiles pueden sobresalir apenas 3σ por encima del fondo de cielo. Este valor de cuentas lo convertimos en cuentas por segundo dividiendo por el tiempo total de exposición t_{exp} .

Luego:

$$F_\lambda^{lim} = \frac{3\sigma}{t_{exp}} \quad (4.5)$$

Donde F_λ^{lim} es el flujo límite o mínimo correspondiente al objeto más débil detectable, medido en cuentas s^{-1} . Realmente este flujo límite es el que tendría un objeto que sólo ocupa un píxel, o lo que es lo mismo, el área de un píxel². Para convertirlo a arcsec^2 , debemos dividir por la relación entre arcsec y píxeles. Para el instrumento Omega-Prime, esta conversión vale $\theta = 0,3961 \text{ arcsec pix}^{-1}$. Entonces:

$$F_\lambda^{lim,1arcsec^2} = F_\lambda^{lim} / \theta^2 = \frac{3\sigma}{t_{exp}\theta^2} \quad (4.6)$$

Donde $F_\lambda^{lim,1arcsec^2}$ es el flujo límite en cuentas s^{-1} para un objeto que ocupara 1 arcsec^2 . Con este flujo, la magnitud límite correspondiente a 1 arcsec^2 sería :

$$m_\lambda^{lim,1arcsec^2} = c_\lambda - 2,5 \log F_\lambda^{lim,1arcsec^2} - k_\lambda \sec z \quad (4.7)$$

Ejemplo numérico: Campo 8 de Groth

Para el cálculo aproximado de la constante instrumental c_λ , se ha utilizado una de las imágenes pertenecientes a la estrella estándar 9158, una vez restada del *dark* promedio, dividida por su *flatfield* correspondiente y restado el valor del cielo. La imagen tiene un valor de $\sec z = 1,05$. El artículo de Persson et al. (1998) [66] le asigna una magnitud a esta estrella $m_\lambda^o(K) = 11,210$, con un color $H - K = 0,067$. Por tanto, según la ecuación (2.2), se cumple $m_\lambda^o(K') = 11,22$. El tiempo de exposición t_{exp} de esta imagen es de 20 s. Con un programa escrito a propósito para medir el flujo de los objetos de una imagen, se ha medido la señal total de esta estrella, que ha resultado ser: 951163 cuentas. Por tanto, el flujo es:

$$F_\lambda = 951163 \text{ cuentas} / 20 \text{ s} = 47558,15 \text{ cuentas/s} \quad (4.8)$$

Luego:

$$\begin{aligned} c_\lambda &= m_\lambda^o + k_\lambda \sec z + 2,5 \log F_\lambda = 11,22 + \\ &+ 0,09 * 1,05 + 2,5 \log 47558,15 \sim 23 \text{ mag} \end{aligned} \quad (4.9)$$

Otros cálculos utilizando otras estrellas estándar proporcionan un resultado muy similar. Hay que decir que la página web de Calar Alto¹ da también un valor de 23.0 mag para este punto cero en la banda K', lo cual es compatible con este resultado. En cualquier caso, estos valores hay que tomarlos como una mera aproximación, puesto que no hemos realizado la calibración fotométrica mediante la Recta de Bouguer (ver siguiente apartado).

Una vez conocida la constante instrumental, estimemos la magnitud límite en la imagen combinada del campo 8, que es el promedio de 84 imágenes. El $t_{exp} = 1 \text{ min} = 60 \text{ s}$. Midiendo la desviación estándar en zonas de la imagen sin objetos astronómicos, se obtiene un valor aproximado de unas 43 cuentas. Luego $3\sigma \sim 129$ cuentas en cada píxel.

Luego:

$$F_\lambda^{lim, 1arcsec^2} = \frac{3\sigma}{t_{exp}\theta^2} = \frac{129 \text{ cuentas/pix}^2}{60 \text{ s} * (0,3961 \text{ arcsec/pix})^2} = 13,70 \text{ cuentas s}^{-1} \text{ arcsec}^{-2} \quad (4.10)$$

¹<http://www.caha.es/prada/tcl/throughput.html>, medida de febrero de 2001

Como $\sec z$ (campo 8) $\sim 1,06$, la magnitud límite por arcsec^{-2} es:

$$m_{\lambda}^{\text{lim},1\text{arcsec}^2} = 23,0 - 2,5 \log 13,70 - 0,09 * 1,06 \sim 20,1 \text{ mag arcsec}^{-2} \quad (4.11)$$

Luego una estimación de la magnitud límite alcanzada en nuestros campos más profundos arroja un valor de aproximadamente $20 \text{ mag arcsec}^{-2}$.

Ejemplo de cálculo de la magnitud del cielo

Tomando el ajuste suave del cielo de una imagen individual correspondiente al campo 8, consideremos el valor de la mediana de la imagen. Utilizando `imstat`, resulta ser:

$$\text{cielo} = \text{mediana}_{\text{imagen}} = 363843 \text{ cuentas} \quad (4.12)$$

$$F_{\lambda}^{\text{cielo}} = \text{cielo}/t_{\text{exp}} = 363843 \text{ cuentas}/60 \text{ s} = 6064,05 \text{ cuentas/s} \quad (4.13)$$

Por tanto en 1 arcsec^2 :

$$F_{\lambda}^{\text{cielo},1\text{arcsec}^2} = 6064,05 \text{ cuentas s}^{-1} / (0,3961 \text{ arcsec/pix})^2 = 38650,32 \text{ cuentas s}^{-1} \text{ arcsec}^{-2} \quad (4.14)$$

Luego:

$$m_{\lambda}^{\text{cielo},1\text{arcsec}^2} = 23,0 - 2,5 \log 38650,32 - 0,09 * 1,06 \sim 11,4 \text{ mag arcsec}^{-2} \quad (4.15)$$

Este valor del fondo de cielo es algo más brillante que el aportado en la página web de Calar Alto², que es de $12.71 \text{ mag arcsec}^{-2}$ en la banda K'.

Estimación de la magnitud límite de todos los campos observados

Hemos aplicado los cálculos detallados en el apartado anterior a todos los campos, y éstos han sido los resultados (Tabla 4.2). En la Figura 4.1 hemos representado la variación de la magnitud límite con el tiempo de exposición.

²<http://www.caha.es/prada/tcl/throughput.html>, medida de febrero de 2001

Campo	$t_{exp}^{total} (min)$	$m_{K'}^{lim, 1arcsec^2}$	$m_{K'}^{cielo, 1arcsec^2}$	σ
mag arcsec ⁻²				
1	77	19.9	11.44	49.0
2	68	19.8	11.34	50.1
3	62	19.8	11.39	53.2
4	25	19.4	11.40	77.38
5	84	20.0	11.38	45.10
6	69	19.8	11.38	53.83
7	83	19.9	11.37	48.31
8	84	20.1	11.36	43.48
9	83	20.0	11.42	43.76
10	42	19.6	11.44	61.40

Tabla 4.2: Estimación de la magnitud límite de nuestros campos, así como del brillo del fondo de cielo, en función del tiempo total de exposición. La magnitud del cielo es un promedio de las variaciones temporales a lo largo de todas las imágenes de un campo. La columna de la derecha da el valor de la desviación estándar del cielo en la imagen combinada final, equivalente a 1 minuto de tiempo de exposición.

4.3. Calibración fotométrica: Recta de Bouguer

El cálculo riguroso de los parámetros fotométricos de la noche c_λ y k_λ implica realizar un ajuste lineal por mínimos cuadrados con los datos de las estrellas estándar. En el eje horizontal se representa $\sec z$ y en el vertical, $m_\lambda^o + 2,5 \log F_\lambda$. De esta forma, la pendiente resultante es (en valor absoluto) precisamente k_λ y el término independiente c_λ , según la expresión:

$$m_\lambda^o + 2,5 \log F_\lambda = c_\lambda - k_\lambda \sec z \quad (4.16)$$

Hay que tener en cuenta que, especialmente en fotometría infrarroja, el valor del coeficiente de extinción es casi cero, lo cual dificulta en gran medida el cálculo de la pendiente de la recta de Bouguer ya que los errores son muy grandes. En la práctica, generalmente se toma un valor estándar para k_λ , ya sea proporcionado por el Observatorio o medido por otros observadores,

$t_{exp}^{total} (min)$	$m_{K'}^{lim, 1arcsec^2}$	σ
	mag arcsec ⁻²	
84	20.1	43.48
69	19.9	48.11
54	19.8	54.10
42	19.7	61.30
34	19.6	67.69
25	19.4	80.32

Tabla 4.3: Variación de la desviación estándar en la imagen combinada del campo 8 en función del número de imágenes utilizadas para calcularla. De las 84 imágenes individuales de un minuto de exposición disponibles para dicho campo, se han combinado grupos de 25, 34, 42, 54, 69 y 84 imágenes, y se ha medido la desviación estándar de las zonas sin objetos. Con estos datos y los de la Tabla 4.2 se han generado las Figuras 4.1 izquierda y derecha.

y se halla directamente el valor de la constante instrumental. Si la campaña de observación se extiende durante varias noches, también se puede imponer que c_λ sea la misma para todas ellas y calcular las posibles variaciones de la extinción de una noche a otra, puesto que el instrumento utilizado siempre es el mismo. Esto es muy distinto a lo que se hace en Astronomía Óptica, donde la extinción es mucho mayor y, por tanto, mucho más fácil de cuantificar.

En nuestro caso, se han realizado cuatro ajustes: tres con las estrellas estándar observadas en cada una de las noches (15, 16 y 17 de mayo) y otro más con todos los datos a la vez. La comparación de unos ajustes con otros permite ver si las condiciones fotométricas varían notablemente de un día para otro. Para el cálculo se han eliminado aquellas medidas que se separan claramente del comportamiento global y que empeoran sensiblemente los resultados. Véase la figura 4.2, donde los ajustes están dibujados en color azul. Superpuesto a cada uno de ellos y en color rojo, se ha dibujado a su vez la recta que mejor se aproxima a los datos imponiendo $k_\lambda = 0,09$ magnitudes por masa de aire. Con esto, se va a comprobar que el valor que se ha supuesto para el coeficiente de extinción es compatible con nuestros datos, a pesar

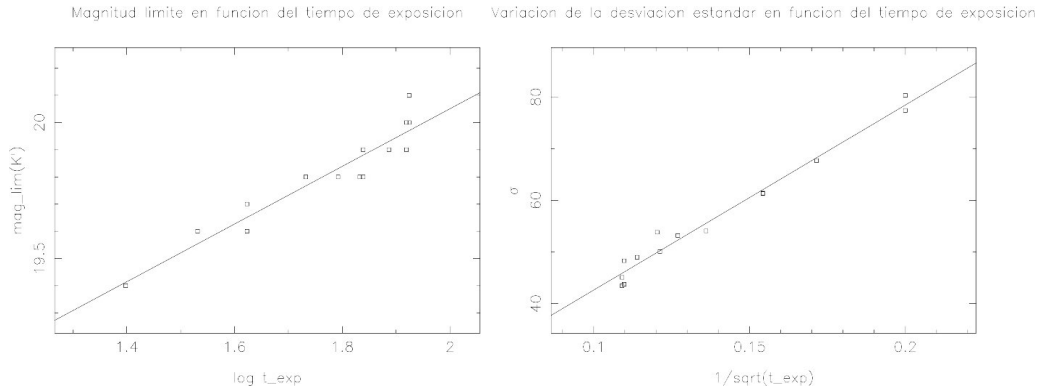


Figura 4.1: Izquierda: Magnitud Límite estimada (eje vertical) en función del logaritmo decimal del tiempo total de exposición (eje horizontal). El mejor ajuste lineal por mínimos cuadrados es: $m_{lim}(K') = (1,07 \pm 0,08) \log(t_{exp}) + (17,95 \pm 0,15)$, donde el tiempo de exposición total, t_{exp} , está expresado en minutos. Derecha: Variación de la desviación estándar de las imágenes combinadas en función del tiempo de exposición total en zonas ausentes de objetos. En el eje vertical está representado el valor de dicha desviación estándar, σ ; en el eje horizontal está $t_{exp}^{-1/2}$. El mejor ajuste lineal obtenido por mínimos cuadrados es: $\sigma = (361 \pm 15)t_{exp}^{-1/2} + (6,3 \pm 2,1)$, donde t_{exp} está expresado en minutos. Los datos están especificados en las Tablas 4.2 y 4.3. El significado de esta gráfica no es otro que la relación señal-ruido es proporcional a la raíz cuadrada del tiempo de exposición, como ya se mostró en la ecuación (3.1.1).

de los grandes errores en los ajustes.

En la Tabla 4.4 están resumidos los resultados de los ajustes realizados para las tres noches y para el caso en el que se toman todos los datos.

Día	c_λ (mag)	k_λ (mag airmass ⁻¹)	c_λ si $k_\lambda = 0,09$ (mag)
15/05/00	22.86 ± 0.13	0.07 ± 0.07	22.809 ± 0.015
16/05/00	22.76 ± 0.12	0.11 ± 0.09	22.74 ± 0.03
17/05/00	22.93 ± 0.05	0.05 ± 0.03	22.981 ± 0.014
Todos	22.84 ± 0.10	0.08 ± 0.07	22.852 ± 0.025

Tabla 4.4: Tabla con los coeficientes de la Recta de Bouguer para los cuatro ajustes realizados. En las dos columnas centrales están los resultados de los ajustes cuando c_λ y k_λ son parámetros libres, mientras que en la columna de la derecha está el valor de c_λ cuando se impone que $k_\lambda = 0,09$ magnitudes por masa de aire.

En general el valor de los coeficientes de extinción son compatibles con los tabulados en

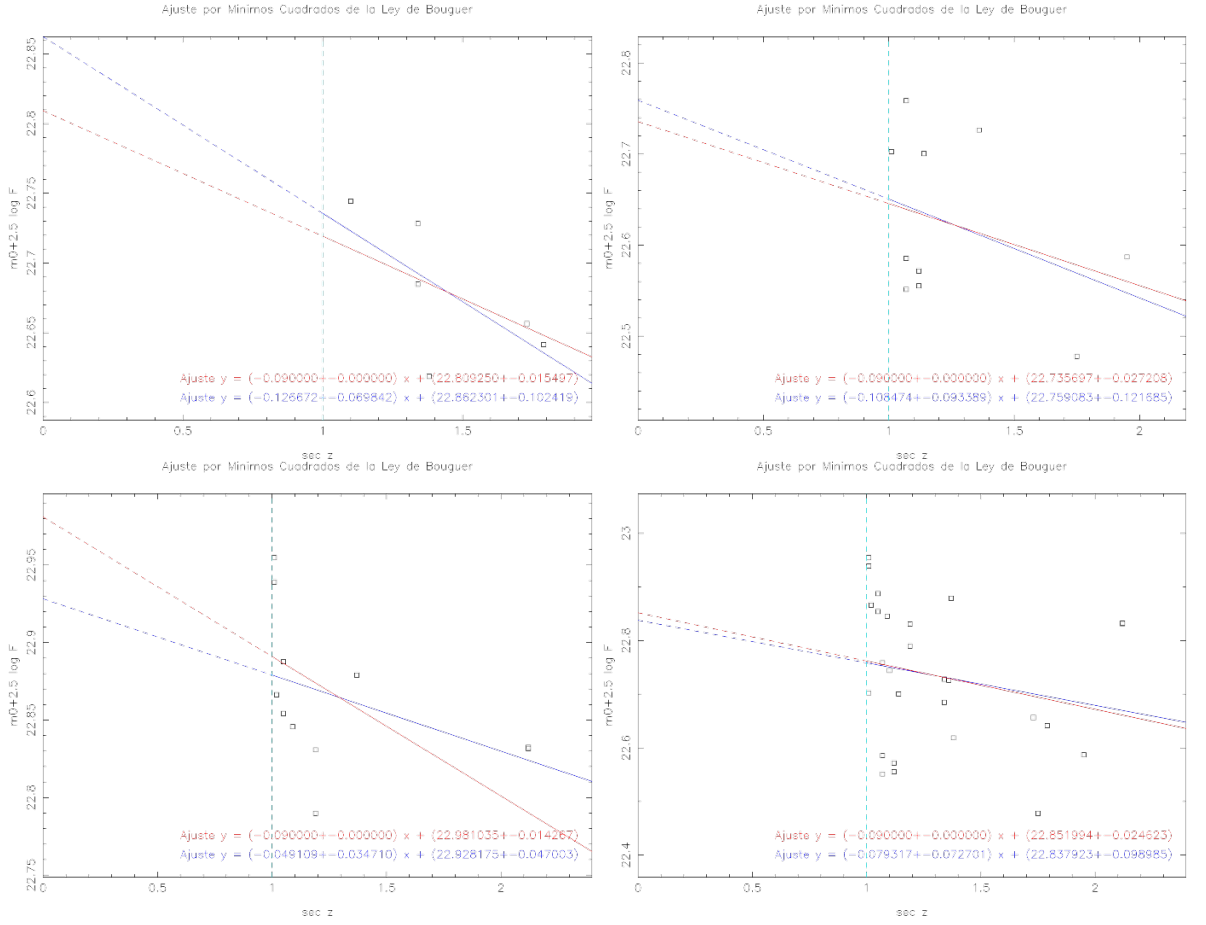


Figura 4.2: Rectas de Bouguer. Izquierda arriba: 15/05/00, derecha arriba: 16/05/00, izquierda abajo: 17/05/00, derecha abajo, combinación de los datos de las tres noches. En azul está un ajuste lineal de los datos, mientras que en rojo está la recta de pendiente $k_\lambda = 0.09$ magnitudes por masa de aire compatible con los mismos. En la esquina inferior derecha de cada recuadro está el resultado del ajuste.

la literatura (0.09 magnitudes por masa de aire), a pesar de que los errores en las pendientes calculadas en algunos casos pueden ser del orden del 100 %. Salvo para la noche del 17/05/00, donde se obtiene un valor demasiado bajo, las rectas con pendiente 0.09 (en rojo) concuerdan bastante bien con los datos. En cuanto a la constante instrumental, en general los valores obtenidos tienen poca dispersión y concuerdan con el que aparece en la página web de Omega-Prime en el servidor del Observatorio de Calar Alto: 23.0 mag, para el filtro K'. En cualquier caso, todos los ajustes tienen un coeficiente de correlación cercano a cero, lo cual indica que existe una gran dispersión.

Estos resultados explican la práctica habitual en Astronomía Infrarroja de no calcular la ex-

tinción mediante la recta de Bouguer, sino tomar un valor ya tabulado. Estos cálculos justifican que los parámetros fotométricos que se van a considerar en este trabajo sean los siguientes:

k_λ	0.09 magnitudes por masa de aire
c_λ	23.0 magnitudes

Tabla 4.5: Parámetros fotométricos considerados en la calibración en flujo de las imágenes de este trabajo.

4.4. Detección de objetos y obtención de catálogos

4.4.1. Detección de objetos en las imágenes reducidas

Para la detección de objetos, se ha utilizado el programa SExtractor (Bertin & Arnouts 1996) [5], especializado en la extracción de fuentes en imágenes astronómicas. Se han usado los valores por defecto en el fichero de parámetros `default.sex`, excepto los siguientes:

- De `DETECT_THRESH`, que especifica el umbral de detección respecto de la desviación estándar del fondo, se han tomado valores tentativos entre 0.7 y 1.5, con pasos de 0.1. Finalmente se ha fijado en 0.7, por ser el valor que proporcionaba una detección más elevada de objetos, aunque es la más afectada por objetos espúreos. La resolución de este problema la comentaremos más adelante cuando hablemos de la eficiencia de la detección (apartado 4.4.4).
- `MAG_ZEROPOINT`, el punto cero de la fotometría o c_λ , se ha establecido como 23.0, tal y como se explicó en el apartado 4.3.
- En `PIXEL_SCALE` se puso la escala de placa de Omega-Prime, 0.3961"/píxel.

Otros parámetros considerados en la detección son:

- `DETECT_MINAREA` establece el área mínima en píxeles² que han de ocupar los objetos detectados. Hemos usado el valor por defecto: 5 píxeles², que en nuestro caso, corresponde

a un radio equivalente de 1.26 píxeles o unos $0.5''$, y que coincide aproximadamente con la mitad del *seeing* medido durante nuestras observaciones ($\sim 1''$).

- **FILTER:** Se tomó la opción por defecto de SExtractor que realiza un filtrado previo de la imagen antes del algoritmo de detección, mediante una convolución con la función núcleo especificada por el parámetro `FILTER_NAME`.

4.4.2. Problema de separación de galaxias y estrellas

SExtractor genera el catálogo de los objetos presentes en cada imagen. De entre las medidas proporcionadas están, entre otras, el flujo isofotal, la magnitud correspondiente a dicho flujo, la posición y otros parámetros estructurales de los objetos, y finalmente la llamada estelaridad. Éste parámetro está comprendido entre 0 y 1, según el objeto detectado sea una galaxia (0) o una estrella (1). Para objetos dudosos, especialmente para magnitudes débiles, toma valores intermedios.

A pesar de que la estelaridad de SExtractor sería un parámetro fundamental para separar estrellas de galaxias (pues estamos interesados sólo en realizar conteos de galaxias sin contaminación de estrellas), un análisis detallado de nuestras imágenes reducidas muestra que dicho parámetro no es fiable. Observando detalladamente los objetos presentes en cada imagen, nos dimos cuenta de que todos, incluidas las estrellas, presentan una PSF no circular, sino más bien con un cierto alargamiento en una dirección, lo cual es consecuencia de un problema instrumental. Es una deformación tan sutil que hasta ese momento no se habían dado cuenta en el propio Observatorio de Calar Alto. Por este motivo, SExtractor proporciona un catálogo de fuentes sesgado a tener menos estrellas de las que realmente tiene, puesto que el flujo de éstas no presenta una distribución circular.

Debido a la imposibilidad de separar estrellas y galaxias en nuestras imágenes, hemos decidido revisar la literatura para tomar los conteos de estrellas en la banda K que aportan otros autores. Podemos destacar, entre otros, los trabajos de Glazebrook et al. (1994) [31], Kümmel & Wagner (2000) [47] y Hutchings et al. (2002) [40]. Hemos tomado los datos del modelo de Spagna (2001) [78], que, en un trabajo dedicado al estudio de las estrellas de guiado en la ban-

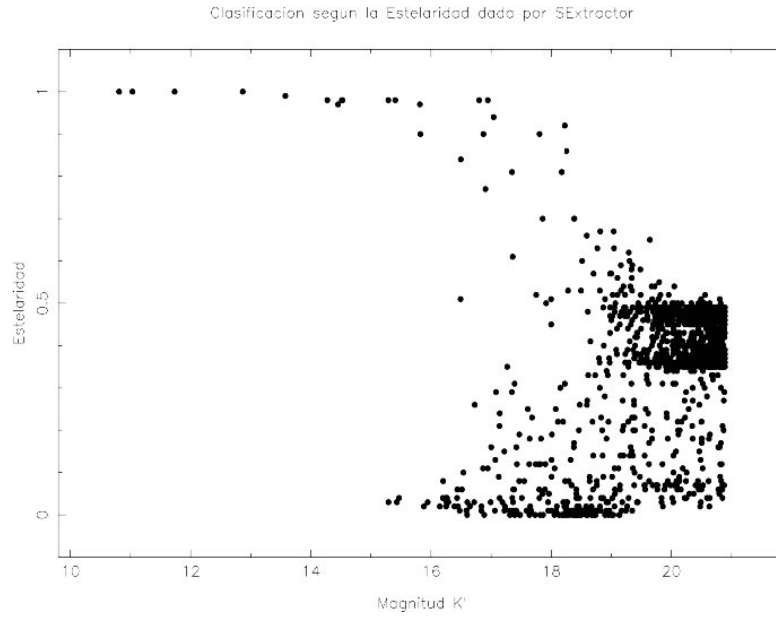


Figura 4.3: Índice de estelalidad proporcionado por SExtractor para uno de nuestros campos ya reducidos. Dicho parámetro vale 0 para galaxias y 1 para estrellas, aunque para los objetos más débiles suele tomar un valor intermedio al no poder distinguir con seguridad unas de otras. Debido al problema de foco del Telescopio de 3.5 m de Calar Alto, por culpa del cual los objetos salen ligeramente alargados, incluidas las estrellas, no podremos hacer uso de este índice para separar estrellas y galaxias.

da K que servirán para el futuro telescopio espacial NGST (*Next Generation Space Telescope*), presenta conteos de estrellas para el Polo Norte Galáctico (PNG); véase la Tabla 9 de dicha referencia. Como la Banda de Groth está aproximadamente a $b \sim 60^\circ$, hay que realizar una corrección, puesto que se esperan más estrellas hacia latitudes galácticas más bajas. La Figura 11 de dicho trabajo muestra la relación entre el número de cuentas acumuladas para una latitud b respecto al PNG, para diferentes magnitudes en la banda K de las estrellas. Si tomamos la magnitud más débil considerada en dicha figura ($K = 18$), lo cual sería equivalente a realizar un promedio de la contribución de todas y cada una de las estrellas hasta esa magnitud, se aprecia claramente que el factor de corrección es de 1.11, que es el valor que hemos usado. Los conteos de estrellas que hemos usado están agrupados en la Tabla 4.6.

K	$N(K)$ (* deg ⁻² mag ⁻¹)	K	$N(K)$ (* deg ⁻² mag ⁻¹)
13.0	126.762	13.5	170.052
14.0	218.226	14.5	268.065
15.0	316.905	15.5	363.636
16.0	410.700	16.5	465.090
17.0	537.573	17.5	640.581
18.0	784.437	18.5	973.248
19.0	1201.130	19.5	1453.880
20.0	1714.730	20.5	1966.700
21.0	2190.810	21.5	2365.410

Tabla 4.6: Conteos de estrellas en la banda K para la latitud galáctica $b \sim 60^\circ$, según Spagna (2001) [78].

4.4.3. Corrección de la calibración fotométrica

Durante el apartado 4.3, se comentó que, debido a las grandes incertidumbres en los parámetros fotométricos según nuestros ajustes de Bouguer, se decidió tomar unos valores medios, proporcionado uno por la literatura (coeficiente de extinción) y otro por el propio Observatorio de Calar Alto (el punto cero de la fotometría). En la práctica, se puede refinar aún más la fotometría aprovechando una característica de nuestras observaciones: nuestros campos se solapan dos a dos en regiones donde es posible detectar objetos comunes, de forma que se puede comparar el flujo del mismo objeto en dos campos distintos. Por supuesto, debería medirse el mismo número de cuentas para el mismo objeto, esté en el campo en el que esté. Como podría ocurrir que en algunos momentos de la noche las condiciones atmosféricas no fueran del todo fotométricas por la presencia de nubes, los objetos afectados presentan menos cuentas en las imágenes con peor calidad.

Precisamente hemos considerado los objetos comunes de cada par de campos contiguos y

hemos medido el flujo isofotal corregido que aporta el catálogo de SExtractor. Por inspección visual se han identificado dichos objetos en las imágenes combinadas finales y se han representado los flujos en cuentas/s de estos objetos en un campo con respecto a los que tienen en el campo vecino. Dichas gráficas están en la Figura 4.4. En todos los casos hemos observado un comportamiento lineal, con una pendiente siempre distinta de 1 (que sería el caso en el que la fotometría de todos los campos fuera perfecta), como puede comprobarse en la Tabla 4.7. Puesto que a las imágenes combinadas finales se les ha restado ya el fondo de cielo, las zonas ausentes de objetos tienen una señal media igual a cero. Por tanto, hemos obligado que todos nuestros ajustes lineales tengan ordenada en el origen nula. El valor de la pendiente del ajuste nos indica la relación entre la señal de los objetos en un campo con respecto a la señal de los objetos en el otro campo. El conjunto de pendientes nos permite introducir un factor corrector de la fotometría que obligue a que los objetos tengan el mismo número de cuentas independientemente del campo en el que fueron medidos (Tabla 4.8).

Por la distribución espacial de nuestros diez campos (véase la Figura 2.12), puede apreciarse claramente que el campo 1 solapa con el 2, éste con el 3, éste a su vez con el 4, el cual solapa con el 5, éste con el 6, éste con el 8, éste a su vez con el 9, y por último, éste con el 10. El campo 7 está desligado de los demás y la zona de intersección con el campo 6 es casi imperceptible, puesto que no se detectan en ella estrellas u objetos brillantes, así que no se ha utilizado ningún factor corrector. Como queremos escalar todos los campos al mismo nivel a partir de los ajustes lineales antes mencionados, resulta problemático si elegimos como campo estándar a cuyo nivel vamos a escalar los demás uno situado en los extremos de esta secuencia. Esto se debe a que los errores en el factor de corrección aumentan a medida que pasamos de un campo al siguiente. Por eso, y aprovechando el hecho de que el campo 5 resulta muy fiable puesto que sus condiciones fotométricas fueron buenas y se obtuvo un tiempo de exposición total de 84 minutos (el máximo), se ha considerado éste como el campo estándar. De esta forma esperamos minimizar los errores en los factores de corrección de los campos extremos (el 1 y el 10).

Una vez calculados los factores de escalado necesarios (Tabla 4.8), cada imagen es multiplicada por su factor correspondiente. Pero debido a que dicho factor lo hemos calculado con

Campos	Pendiente del Ajuste Lineal
2 frente a 1	1.058 ± 0.006
3 frente a 2	1.02 ± 0.08
4 frente a 3	1.035 ± 0.014
5 frente a 4	0.99 ± 0.03
6 frente a 5	0.843 ± 0.022
8 frente a 6	1.150 ± 0.014
9 frente a 8	1.06 ± 0.03
10 frente a 9	0.987 ± 0.005

Tabla 4.7: Pendientes de los ajustes lineales que pasan por el origen de las cuentas de los objetos comunes presentes en dos campos contiguos. Todas estas pendientes están en torno a la unidad.

Campo	Relación del nivel respecto a del Campo 5	Factor corrector de los flujos
1	0.91 ± 0.08	1.10 ± 0.10
2	0.96 ± 0.08	1.04 ± 0.09
3	0.98 ± 0.03	1.02 ± 0.03
4	1.01 ± 0.03	0.99 ± 0.03
5	1 ± 0	1 ± 0
6	0.843 ± 0.022	1.19 ± 0.03
8	0.97 ± 0.03	1.03 ± 0.03
9	1.03 ± 0.04	0.97 ± 0.04
10	1.02 ± 0.04	0.98 ± 0.04

Tabla 4.8: En la columna central está la relación del nivel de cada campo con respecto al 5, tomado como referencia. En la columna de la derecha están los factores correctores del flujo, que escalan todos los campos al mismo nivel, asegurando de esta forma que los objetos comunes a dos campos contiguos presentan el mismo número de cuentas.

su error, hemos procedido de la siguiente manera para tener en cuenta este efecto: se han realizado una serie de simulaciones de Monte Carlo para ver cómo se propaga el error del factor corrector en los histogramas de conteos de objetos. Para cada uno de los factores hemos generado una serie de 500 números aleatorios siguiendo una distribución gaussiana con media el valor del factor antes calculado y con una desviación típica igual al error del factor. Hemos multiplicado las imágenes por sus números aleatorios correspondientes, y hemos generado otros tantos histogramas de conteos de objetos. Finalmente los hemos combinado para dar lugar a un histograma medio de objetos por intervalo de magnitud y grado cuadrado (Figura 4.7), como se mencionará posteriormente.

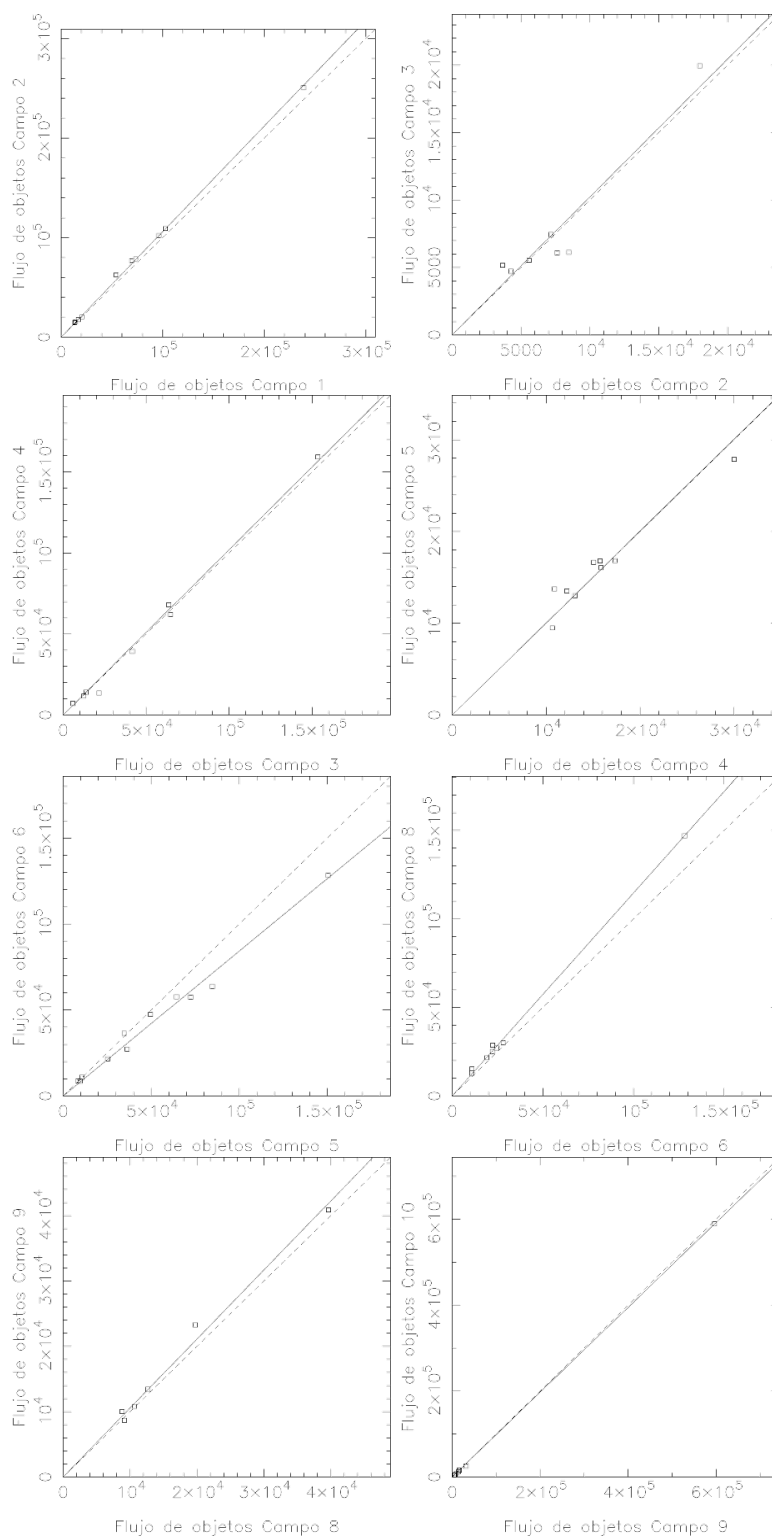


Figura 4.4: Ajuste lineal de los flujos (cuentas/s) de los objetos presentes en dos campos contiguos, para realizar el escalado necesario para mejorar la fotometría. Se ha forzado que los ajustes pasen por el origen de coordenadas. Igualmente, se ha superpuesto la recta que pasa por el origen de pendiente unidad (línea discontinua).

4.4.4. Estimación de la fiabilidad de la detección

Para poder estimar la fiabilidad de las detecciones de objetos hechas por SExtractor, y por tanto para saber la proporción de fuentes espúreas, especialmente en el extremo de magnitudes débiles de nuestra muestra, hemos recurrido a la llamada imagen falsa de ruido de cielo o *fake image*, que ya se mencionó en el apartado 3.3.6. Hemos utilizado SExtractor con los mismos parámetros de detección que para las imágenes auténticas y hemos construido los catálogos e histogramas de conteos de objetos correspondientes. Para que las condiciones de detección sean similares, hemos escalado previamente dichas imágenes falsas por una distribución gaussiana de 500 números aleatorios, con media igual a los factores de escalado comentados antes y con desviación típica los errores de dichos factores, tal y como están especificados en la Tabla 4.8.

Analizando el histograma medio de los conteos de objetos espúreos, vemos que no se detecta ninguno para magnitudes más brillantes que $K' = 18,0$. A partir de ahí, el número de fuentes espúreas crece rápidamente, hasta igualar a las fuentes reales en torno a $K' \sim 20,5$, lo cual corresponde a una fiabilidad de 0.5, donde definimos la fiabilidad de nuestras detecciones como la relación entre el número de fuentes reales por intervalo de magnitud respecto del total de fuentes (reales y espúreas) por intervalo de magnitud. En la Figura 4.5 podemos ver que la fiabilidad de la detección se mantiene constante e igual a la unidad hasta $K' = 17,5$, valor a partir del cual empieza a decaer rápidamente hasta hacerse igual a 0 en $K' = 21,5$.

Podemos establecer nuestra magnitud límite realista como aquella magnitud en la que la fiabilidad decae a $2/3$, lo cual ocurre cuando el número de detecciones reales es el doble que las espúreas. Esto sucede para el intervalo centrado en $K' \sim 19,5$, como puede verse en dicha figura. Por lo tanto esta magnitud límite realista para nuestros campos es $K' \sim 19,75$ (el tamaño de los intervalos de los conteos es de 0.5 magnitudes). Este límite resulta mucho más creíble que aquéllos mencionados en la Tabla 4.3, que en algunos casos son más profundos que el anteriormente comentado.

En la Figura 4.6 están los histogramas preliminares del número medio de fuentes reales y de fuentes espúreas que podemos encontrar por imagen. Podemos estar seguros de que nuestras detecciones nos proporcionan un 100% de objetos reales hasta $K' = 17,5$, magnitud a partir

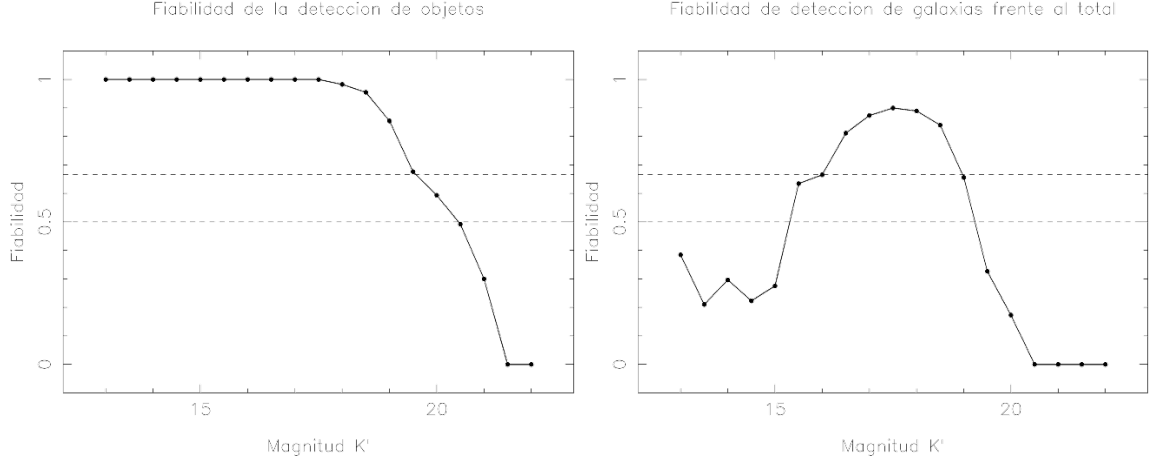


Figura 4.5: Arriba: Estimación de la fiabilidad de la detección de fuentes reales en nuestras imágenes, calculada como la relación entre el número de objetos detectados frente al total de objetos (reales más espúreas provenientes de las imágenes falsas de ruido). El nivel a $2/3$ representa la magnitud para la cual el número de fuentes reales detectadas es justo el doble que las espúreas, lo cual corresponde a $K' \sim 19,5$. Por otro lado, una fiabilidad de 0.5 representa un error en la detección de objetos del 100%, puesto que en ese caso, el número de fuentes espúreas es igual al de fuentes reales. La magnitud para la que esto ocurre es $K' \sim 20,5$. Abajo: Estimación de la fiabilidad de detección exclusiva de galaxias frente al total de detecciones (tanto estrellas como galaxias, así como detecciones reales y espúreas). Para magnitudes brillantes ($K' < 16,0$), predomina la población estelar frente a las galaxias. A partir de esa magnitud, éstas empiezan a ser más abundantes. En el extremo débil de nuestra muestra ($K' > 18,0$), las detecciones espúreas hacen disminuir la proporción de galaxias reales encontradas.

de la cual existe una probabilidad no nula de que las detecciones sean erróneas.

4.4.5. Conteos de galaxias

En este momento estamos en disposición de realizar los conteos de galaxias en la banda K' a partir de nuestras observaciones, que, como hemos dicho, son fiables hasta nuestra magnitud límite ($K' = 19,75$). En la Figura 4.7, en línea continua de color verde, se ha representado el número total medio de objetos (tanto galaxias como estrellas, tanto detecciones reales como espúreas) por intervalo de magnitud y grado cuadrado inferido a partir de nuestras imágenes; en línea verde discontinua están los conteos para las detecciones espúreas procedente de las imágenes *fake*; por último, en rojo con línea de puntos y trazos, están los conteos de estrellas según Spagna (2001) [78]. Las barras de error en nuestros conteos son en realidad las desviaciones

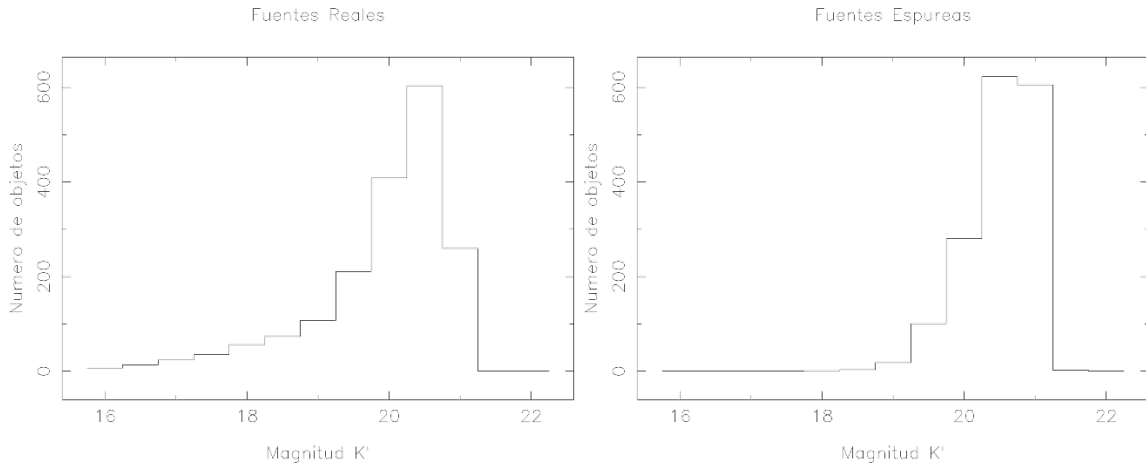


Figura 4.6: Histogramas de las fuentes reales (izquierda) y las espúreas (derecha) detectadas por imagen. Son conteos preliminares, en el sentido de que no se ha aplicado ningún factor de cambio de unidades a número de objetos por grado cuadrado e intervalo de magnitud. Corresponden al histograma medio de los respectivos histogramas de cada uno de nuestros diez campos, teniendo en cuenta los factores de escalado calculados mediante las simulaciones de Monte Carlo comentadas en el texto.

estándar en el número de objetos de cada intervalo, provenientes del escalado de imágenes y las simulaciones de Monte Carlo mencionadas anteriormente.

La dispersión obtenida se debe a que, al utilizar distintos factores de escalado en cada uno de los histogramas simulados, los objetos de cada intervalo de magnitud se van desplazando de un intervalo a los contiguos, introduciendo una dispersión en el histograma medio final. Como puede verse en la figura, la dispersión es grande en el extremo brillante y en el débil de nuestra muestra, aunque es relativamente pequeña para magnitudes intermedias. Esto puede deberse, en el caso de magnitudes brillantes, a que tenemos pocos objetos y por tanto nuestra estadística es pobre; para las magnitudes débiles, está el hecho de que, sobre todo a partir de $K' = 18,0$, empezamos a tener detecciones espúreas que contaminan nuestros conteos.

A nuestros conteos totales les hemos restado, por un lado, la contribución debida a la población de estrellas, tomando los datos de Spagna (2001) [78] (ver la Tabla 4.6), y por otro, la debida a la contaminación de detecciones espúreas. Los resultados están agrupados en la Tabla 4.9, y están dados hasta la magnitud en la que la fiabilidad de la detección cae a $2/3$ ($K' = 19,5$).

Como puede verse en la Figura 4.8, la dispersión de nuestros conteos es demasiado grande

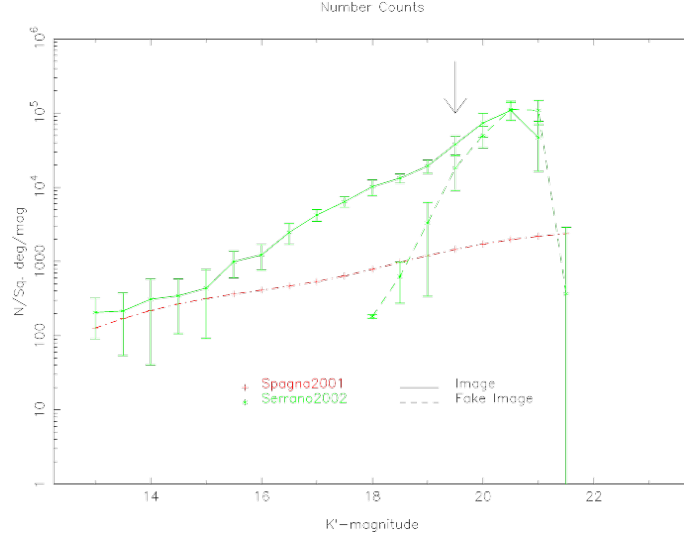


Figura 4.7: Conteos de fuentes reales y de las fuentes espúreas detectadas en las imágenes *fake*, expresados en número de objetos por intervalo de magnitud por grado cuadrado de cielo. Han sido calculados como la media de los conteos proporcionados por cada uno de nuestros diez campos, utilizando los factores de escalado calculados mediante las simulaciones de Monte Carlo comentadas en el texto. Las barras de error realmente indican la dispersión del número de objetos en cada intervalo de magnitud que se obtiene de dichas simulaciones. Por otro lado están representados los conteos de estrellas de Spagna (2001) [78], que se han utilizado para eliminar la población estelar de nuestros conteos. La flecha en $K' = 19,5$ indica la magnitud a la cual la fiabilidad de la detección cae a $2/3$.

(superior al 100 %) en el rango $14 \leq K \leq 15$. Esto se debe básicamente a que, tras la sustracción de la componente estelar, el número de galaxias restantes resulta ser menor que la dispersión existente antes de la sustracción. Por tanto, para estas magnitudes, nuestros conteos de objetos presentan mucha incertidumbre. Esto tampoco llama la atención, porque en esta zona nuestra estadística de objetos es pobre, pues típicamente tenemos sólo dos objetos por imagen con estas magnitudes.

Hemos comparado nuestros conteos con los de otros autores. En concreto, hemos tomado los conteos de Bershadsky et al. (1998) [4], que fueron obtenidos con datos del Telescopio Keck, y por tanto tienen una magnitud límite muy profunda; los de Martini (2001) [53], tomados con el Telescopio Hiltner de 2.4 m del Observatorio MDM (Arizona, EEUU), menor que el usado en nuestra muestra, y por tanto, con una magnitud límite algo más brillante que la nuestra; los de Cristóbal (2001) [11], colaborador nuestro del Proyecto COSMOS, que ha observado en

la banda K_s la zona central de la Banda de Groth en el Telescopio William Herschel de 4.2 m del Observatorio del Roque de los Muchachos de La Palma; y por último, los de Huang et al. (2001) [36], calculados a partir de datos del Telescopio de 2.2 m del Observatorio de Calar Alto.

Nuestros conteos son totalmente compatibles con los de Cristóbal, lo cual es lo esperable, puesto que ambos han sido obtenidos en la misma zona del cielo, aunque con diferente instrumentación y filtro. En nuestro caso, la magnitud límite conseguida ($K' \sim 19,75$) es algo más brillante que la suya ($K_s \sim 20,7$) por las condiciones propias de los distintos observatorios. Las diferencias sistemáticas por haber observado en filtros diferentes (K' y K_s) son poco importantes, teniendo en cuenta lo parecidos que son ambos filtros. Para $K' < 16$ ambos conteos parecen diferir un poco uno del otro, aunque siempre los de Cristóbal están dentro de nuestras incertidumbres. Esto puede deberse a una diferente estadística en el número de estrellas en la zona brillante de los histogramas. Sin embargo, hacia el extremo débil de nuestra muestra, ambos conteos presentan una concordancia mucho mayor, pues proporcionan prácticamente los mismos valores.

Con respecto a las cuentas de Bershadsky et al., sólo hay datos comunes para magnitudes débiles, $18,5 \leq K' \leq 19,5$. Si para $K' = 18,5$ y $K' = 19,0$ nuestras cuentas están claramente por encima de las suyas, incluso considerando la dispersión de nuestros datos, para $K' = 19,5$ tienden a converger. Por último, con respecto a las cuentas de Martini y de Huang et al. nuestros conteos quedan a veces por encima y otras por debajo de los suyos, aunque los nuestros superan los de Martini en el rango $16,5 \leq K' \leq 19,0$, alejándose más de lo que nuestra dispersión permitiría para hablar de compatibilidad en nuestros resultados con aquéllos.

El valor de la pendiente de la ecuación (1.2) en el extremo débil de nuestra muestra ($K' > 17,0$) resulta ser $\gamma = 0,24 \pm 0,02$, similar a la proporcionada por otros autores como Gardner et al. (1993) [26], 0.26; Moustakas et al. (1997) [62], 0.23; Minezaki et al. (1998) [58], 0.28; o Maihara et al. (2001) [51], 0.23. Sin embargo, la prolongación de nuestras cuentas hacia magnitudes más débiles quedaría ligeramente por debajo de las cuentas tanto de Bershadsky et al. como de Cristóbal, puesto que la pendiente en el extremo débil de nuestros conteos es algo menor, ya que $\gamma_{Bershadsky} = 0,36 \pm 0,02$.

K'	$N_{raw}(K')$	σ_{raw}	$N_{total}(K')$ (# deg ⁻² mag ⁻¹)	σ_{total}	$N_{corr}(K')$ (# deg ⁻² mag ⁻¹)	σ_{corr}
13.0	1.14144	0.637287	205.952	115.497	79.19	115.497
13.5	1.194	0.8939	215.349	161.531	45.297	161.531
14.0	1.7184	1.49088	310.231	269.753	92.005	269.753
14.5	1.9124	1.32117	345.087	239.242	77.022	239.242
15.0	2.4242	1.9094	437.521	345.921	120.616	345.921
15.5	5.5112	2.15092	994.544	391.069	630.908	391.069
16.0	6.8024	2.56013	1227.61	466.052	816.91	466.052
16.5	13.6806	4.26207	2468.49	776.821	2003.4	776.821
17.0	23.5054	4.14925	4242.08	775.669	3704.51	775.669
17.5	35.4838	5.30205	6403.44	1001.43	5762.86	1001.43
18.0	56.6018	13.1362	10214	2416.03	9248.26	2416.05
18.5	73.6608	10.0495	13293.3	1916.94	11691.5	1949.31
19.0	107.703	21.4993	19436.4	3985.46	14923.2	4971.14
19.5	210.847	61.703	38049.7	11281.4	18384	14495.1

Tabla 4.9: Conteos de objetos en la banda K' obtenidos de nuestras observaciones. En la segunda y la tercera columnas, $N_{raw}(K')$ representa el número medio de objetos detectados en las imágenes, mientras que σ_{raw} es su desviación típica según las simulaciones de Monte Carlo mencionadas ya; en la cuarta y quinta columnas, $N_{total}(K')$ es el número medio de objetos (tanto reales como espúreos, incluyendo las estrellas) por intervalo de magnitud y grado cuadrado de cielo, mientras que σ_{total} es su desviación típica; por último, las dos columnas de la derecha muestran nuestros resultados finales: $N_{corr}(K')$ es el número medio de galaxias por intervalo de magnitud y grado cuadrado de cielo, corregido de la contribución de estrellas y las detecciones espúreas, mientras que σ_{corr} es su desviación típica.

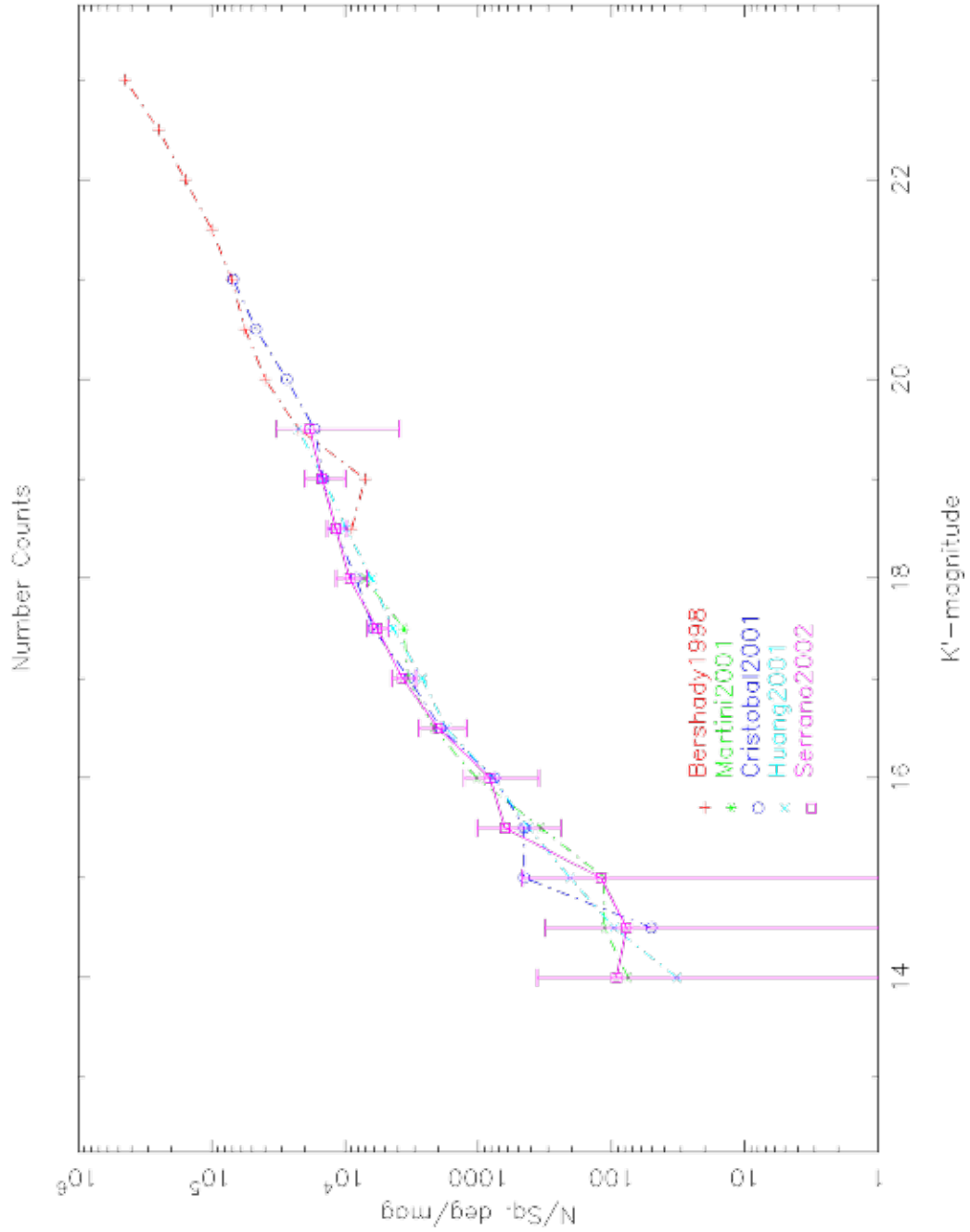


Figura 4.8: Conteos de galaxias en la banda K, donde pueden verse nuestros datos (color magenta) frente a los resultados de otros autores. En concreto, hemos elegido como comparación los trabajos de Bershadsky et al. (1998) [4] (rojo), Martini (2001) [53] (verde), Cristóbal (2001) [11] (azul oscuro) y Huang et al. (2001) [36] (azul claro). No se han hecho distinciones entre los filtros K, K' o K_s utilizados.

4.4.6. Astrometría

Hemos usado el paquete OPERA³ (García-Dabó et al. 1998 [25]) para realizar la astrometría sobre nuestras imágenes reducidas. En concreto hemos utilizado la tarea `plateAstrom`, que a partir del catálogo de objetos proporcionado por SExtractor, las coordenadas aproximadas del centro de una imagen, así como de la escala de placa, es capaz de encontrar las posiciones de los objetos más brillantes y realizar una correlación cruzada con los objetos de un cierto catálogo de estrellas. En concreto, se ha utilizado el catálogo USNO-A2.0 (Monet, Bird & Canzian et al. 1998 [61]). Como resultado, se obtienen los coeficientes de los polinomios adecuados que convierten las posiciones (x, y) en las coordenadas (α, δ) . El catálogo original proporcionado por SExtractor, que contiene las posiciones de los objetos, es finalmente convertido con la tarea `pix2wcs` a otro, con las coordenadas de los objetos.

Una vez conocidas las posiciones celestes de nuestros objetos, hemos realizado un catálogo *on-line* generado automáticamente a partir de los resultados proporcionados por `pix2wcs` con un programa nuestro realizado a propósito llamado `sextractor2html`⁴. Con él hemos generado una serie de páginas web, cada una dedicada a cada objeto del catálogo, en las que se incluyen todos los parámetros característicos proporcionados por SExtractor, así como sus coordenadas celestes según la solución astrométrica conseguida anteriormente. También se genera automáticamente una pequeña imagen centrada en cada uno de los objetos.

Este catálogo *on-line* constituye los cimientos de la futura base de datos que habrá que construir para almacenar la información de todos los objetos del Proyecto COSMOS, en el cual se enmarca este trabajo, y que servirá para preparar a corto plazo los estudios previos de posibles candidatos antes de la puesta en marcha del espectrógrafo EMIR en el Telescopio GTC y, cómo no, para las primeras observaciones con dicho instrumento a medio plazo.

³ *Objective Prism Enhanced Reduction Algorithms*, <http://www.ucm.es/info/Astrof/software/opera/opera.htm>

⁴ Puede consultarse en <http://www.ucm.es/info/Astrof/ase/caha/catalogo/catalogo.html>

Capítulo 5

Conclusiones y trabajo futuro

Hemos realizado una exploración fotométrica profunda, con magnitud límite aproximada entorno a $K' \sim 19,75$, con la cámara infrarroja Omega-Prime del telescopio de 3.5 m del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto (Almería). Se ha realizado una reducción cuidadosa de los datos mediante el uso de máscaras de objetos, para la generación de una imagen de *flatfield* y el cálculo de un fondo de cielo que permitieran conseguir una imagen combinada final de gran calidad.

Tras dicha reducción, hemos realizado conteos de galaxias en nuestras imágenes. Debido al problema mencionado en el texto por el cual la PSF de las estrellas no es circular por cuestiones instrumentales, nos decidimos a tomar los resultados dados por los modelos de conteos de estrellas en la banda K de Spagna (2001) [78]. Sin embargo, sería muy interesante como trabajo futuro intentar realizar una desconvolución de nuestras imágenes con la PSF instrumental, para conseguir corregir este efecto. Para ello habría que analizar uno a uno todos los objetos brillantes de nuestras imágenes que serían candidatos a ser en realidad estrellas, e intentar encontrar una forma patrón que se repitiera en todas ellas. Este problema, por su complejidad, ha sido relegado a un futuro, así que todavía no podemos dar detalles de cómo lo podríamos abordar.

Tras el escalado de las imágenes, donde recordemos que los factores correctores son siempre cercanos a la unidad, como sería de desear, hemos realizado con SExtractor un catálogo de

objetos. Hemos utilizado un valor bajo de SIGMA.THRESH (0.7), con el que aseguramos todos los objetos reales de nuestras imágenes. La proliferación de detecciones espúreas en nuestras imágenes falsas de ruido a partir de una cierta magnitud (a partir de $K' = 18,0$), nos ha posibilitado definir una fiabilidad de detección en función de la magnitud, como la probabilidad de que un objeto detectado sea real (ya sea estrella o galaxia) o espúreo. Para $K' \sim 19,5$ la fiabilidad decae a $2/3$, lo cual significa que se esperan el doble de fuentes reales que espúreas. Por eso, hemos considerado que nuestra magnitud límite es $K' \sim 19,75$, ya que es el extremo débil del intervalo del histograma de conteos centrado en $K' = 19,5$.

Nuestros conteos de galaxias en la banda K' , expresados en unidades de número de objetos por unidad de grado cuadrado e intervalo de magnitud, presentan gran concordancia con los encontrados en la literatura, a pesar de los diferentes métodos de selección o incluso de la confusa mezcla de los filtros fotométricos K , K' y K_s . Estos conteos sirven para establecer cotas o limitaciones a los distintos parámetros cosmológicos, como Ω , Λ o q , ya que para distintos valores, se predicen diferente número de galaxias en el Universo. En nuestro caso, la comparación de nuestros resultados observacionales con los proporcionados por distintos modelos cosmológicos se sale del alcance de este trabajo, así que se tratará en un futuro. Sin embargo, se hace necesario alcanzar magnitudes más profundas para poder discernir entre unos modelos u otros, puesto que para magnitudes no demasiado profundas, como las nuestras, modelos con distintos parámetros producen resultados similares en los conteos teóricos de galaxias. Hay que llegar a un compromiso entre el tamaño del telescopio y el campo de visión del instrumento. En nuestro caso, el Telescopio de 3.5 m de Calar Alto y la cámara Omega-Prime permiten abarcar un gran campo ($6,7' \times 6,7'$ por imagen), aunque para conseguir una gran profundidad se requiere mucho tiempo de exposición. Para otras instrumentaciones, como en el caso del instrumento INGRID del Telescopio WHT de 4.2 m, pasa lo contrario: se llega un poquito más profundo en aproximadamente el mismo tiempo a costa de cubrir un campo menor.

Confirmamos la existencia de un cambio de pendiente en el número de objetos en $K' \sim 17$, como ya mencionaron en su momento Gardner et al. (1993) [26]. Tomando el extremo débil de nuestra muestra, hemos encontrado que la pendiente es de $\gamma = 0,24 \pm 0,02$, similar a la de

otros autores. La principal objeción al valor de la pendiente obtenido con nuestros datos es que nuestra muestra se queda algo poco profunda, puesto que a partir de $K' > 19,75$, nuestros conteos empiezan a tener serios problemas de fiabilidad, como hemos comentado ya varias veces. Para poder mejorar el valor de la pendiente, sería conveniente aumentar la profundidad de la muestra, aunque para ello habría que conseguir tiempos de exposición total mucho mayores. Si extrapolamos la magnitud límite representada en la Figura 4.1, suponiendo que se mantiene el comportamiento lineal entre la magnitud límite, $m_{lim}(K')$, y el logaritmo decimal del tiempo total de exposición, t_{exp} , necesitaríamos, para llegar una magnitud más profundo, aumentar nuestro tiempo de exposición un 860 % aproximadamente, lo cual equivaldría a $t_{exp} \sim 12$ horas. Teniendo en cuenta que cada uno de nuestros campos tiene como máximo 84 minutos de exposición, con un *overhead* del 40 %, eso significaría que necesitaríamos casi unas 17 horas de tiempo de exposición efectivo para conseguir nuestro propósito. Está claro que es mucho esfuerzo para tan poco.

El objetivo principal de este trabajo no es realizar los conteos de galaxias en la banda K más profundos hasta la fecha. Primero, porque no es algo novedoso. Hay muchísimos autores que ya han realizado este tipo de estudios, como puede verse en la Tabla 1.2. Segundo, porque un telescopio de 3.5 m resulta modesto ante los Telescopios Keck de 10 m de Hawái, utilizados por Bershadsky et al. (1998) [4], por ejemplo.

En realidad, estamos mirando más hacia el trabajo que podemos realizar en el futuro. Por un lado, éstos son los primeros resultados científicos que obtenemos dentro de nuestro papel en el Proyecto COSMOS. Gracias a nuestras observaciones, tanto del Campo de Groth como de otros que puedan ser de nuestro interés, pretendemos obtener información fotométrica y astrométrica muy precisa de las que serán galaxias candidatas para ser observadas con EMIR a medio plazo. Con información en otras longitudes de onda, tenemos intención de conseguir desplazamientos al rojo fotométricos, con los que seleccionar una submuestra de objetos a $z > 2$. Antes de la llegada de EMIR, habrá tiempo todavía de observar espectroscópicamente estos objetos con los telescopios e instrumentos ya existentes, con lo que estaremos preparando la ciencia que queremos hacer con EMIR.

Por otro lado, sin olvidarnos de nuestra vertiente como generadores del software de reducción de datos de EMIR, queríamos enfrentarnos cuanto antes al reto de reducir imágenes en el infrarrojo cercano, para empezar lo más pronto posible a plantearnos los problemas que este tipo de reducciones conlleva. La descripción detallada de este software de reducción, que ya hemos empezado a escribir, se sale del alcance de este trabajo de investigación, aunque se menciona brevemente en el Apéndice A. Sin embargo, ya hemos identificado los puntos clave para garantizar una reducción óptima de imágenes en el infrarrojo cercano: el problema del cálculo del *flatfield* y del brillo del cielo, junto a la creación de una máscara de objetos y de defectos cosiméticos. También la correcta propagación de los errores, calculados a partir de primeros principios, es importante, para evitar correlacionarlos en el momento en que la señal de un píxel ha de moverse una fracción de píxel al querer corregir, por ejemplo, las distorsiones geométricas de una imagen.

Apéndice A

Diseño de un futuro paquete de reducción para EMIR

A.1. Introducción

EMIR, el Espectrógrafo Multiobjeto Infrarrojo¹ para el Gran Telescopio de Canarias² (GTC), es un espectrógrafo multirrendija que irá colocado en el foco Nasmyth del GTC, y con el que se esperan obtener decenas de espectros simultáneamente de resolución intermedia en el infrarrojo cercano (0.9-2.5 μm). También dispondrá de capacidades de imagen. EMIR está siendo construido por un Consorcio de instituciones, liderado por el Instituto de Astrofísica de Canarias y entre las que se encuentra la Universidad Complutense de Madrid (UCM). El papel que desempeña la UCM en EMIR es crucial, puesto que se encarga del software de reducción de datos (*Data Reduction Pipeline*, DRP a partir de ahora). Actualmente la DRP no está todavía terminada, aunque se dispone de un prototipo, que es una versión reducida y simplificada, con la que hemos reducido los datos que se presentan en este trabajo de investigación. El esfuerzo empleado en la DRP ya ha empezado a dar sus frutos, puesto que ya se han escrito diversos artículos sobre este tema, entre los que hay que citar: Balcells, Guzmán, Patrón, et al. (2000) [2], Serrano, Gallego, Cardiel, et al. (2001) [73], Gallego, Serrano, Cardiel, et al. (2001) [22],

¹<http://www.ucm.es/info/emir/>

²<http://www.gtc.iac.es>

Gallego, Cardiel, Serrano, et al. (2002a) [23] y Gallego, Zamorano, Serrano, et al. (2002b) [24].

La DRP de EMIR es la parte integrada en la “Fábrica de Datos” o *Data Factory* de GTC dedicada al procesamiento de los datos de EMIR. Consistirá en una serie de filtros, plantillas de reducción para cada tipo de observación y reglas de evaluación de la calidad de los datos que han de utilizarse en cada caso. El resultado de una reducción con la DRP generará las imágenes reducidas mediante un conjunto de herramientas de software robusto y algoritmos optimizados para el manejo y reducción de datos en infrarrojo cercano. Se podrán utilizar un conjunto de tareas de reducción completamente interactivas (ejecutadas paso a paso, o con interacción por parte del usuario en sólo aquéllos considerados críticos) u otras totalmente automáticas. A diferencia de otros paquetes generales y públicos (como IRAF, MIDAS, etc.), la DRP de EMIR estará desarrollada y optimizada completamente pensando en las características de las observaciones con EMIR. Tras una jornada de observación, la DRP, utilizando las imágenes de calibración adecuadas disponibles en la base de datos de GTC, realizará la reducción completa de los datos antes de que empiece de nuevo la noche.

A.2. Metodología utilizada

Para desarrollar la DRP de EMIR estamos usando Rational Unified Process (RUP), un proceso de ingeniería de software, utilizado para manejar y producir software de alta calidad (Kruchten 1999 [46]). Las ventajas de RUP es que proporciona a los miembros del equipo generador de software un lenguaje y una visión común de cómo debería desarrollarse el software. RUP incentiva la creación y el mantenimiento de modelos (representaciones ricas en significado del sistema en desarrollo), no la producción masiva de documentos en papel, que cuando son demasiados, más bien abruman al que los tiene que leer en vez de servirle de algo.

RUP proporciona una guía para la correcta utilización del llamado Lenguaje Unificado de Modelado (UML), un lenguaje estándar en la industria informática que permite construir, visualizar, especificar y documentar este proceso. A través de una serie de diagramas, que muestran visiones parciales de todo el sistema, se pueden organizar mejor las relaciones entre unas partes

y otras del mismo para formar así un todo, al igual que para una casa en construcción, se dispone de los planos de las paredes, del sistema eléctrico, de las tuberías, etc. Así por ejemplo, hay diagramas de casos de uso, que muestran las relaciones entre los actores (alguien o algo ajeno al sistema que interactúa con él) y los casos de uso (conjunto de acciones realizadas por el sistema que producen un resultado valioso para un actor particular); hay diagramas de secuencia, parecidos a los diagramas de flujo, que indican el orden en el que se realiza la secuencia de acciones en el sistema; diagramas de clases, donde están especificadas todas las clases dentro de la estructura orientada a objetos del sistema y las relaciones entre ellas, etc.; así hasta un total de nueve tipos distintos de diagramas.

RUP toma las mejores prácticas en el desarrollo de software, que son las más apropiadas para todo tipo de proyectos. Las seis mejores prácticas recomendadas por RUP son:

1. Generación de software de forma iterativa.
2. Control y manejo de los requisitos del sistema.
3. Uso de estructuras basadas en componentes.
4. Modelizar el software de forma visual.
5. Verificación de la calidad del software.
6. Mantenimiento de un control de cambios en el software.

Como puede verse en la Figura A.1, el proceso de generación de software puede ser descrito en dos dimensiones, o con dos ejes:

- El eje horizontal representa el tiempo y el aspecto dinámico del proceso, expresado en ciclos, fases, iteraciones e hitos.
- El eje vertical representa el aspecto estático del proceso. Un proceso describe quién hace qué cómo y cuándo. “Quién” son los llamados “trabajadores”, “qué” son los “artefactos”, “cómo” son las actividades y “cuándo” son los flujos de trabajo.

En el proceso de generación de software se distinguen cuatro fases principales: inicio, elaboración, construcción y transición:

- La fase de inicio termina cuando se adquieren las visiones globales de los requisitos y limitaciones del sistema, se conocen los puntos clave y se estiman los riesgos (dificultades) que pueden surgir con el tiempo.
- Tras la fase de elaboración se debe disponer de una descripción de la arquitectura del software, una revisión de la lista de requisitos y de riesgos, un primer prototipo ejecutable, así como primeras versiones de los manuales.
- Tras la fase de construcción, el producto de software debe estar ya completamente integrado para las plataformas adecuadas y debe haber una versión definitiva de los manuales de usuario.
- Por último, la fase de transición se dedica a colocar el software en manos del usuario final, corrigiendo posibles fallos no detectados hasta ahora, hasta que se consigue la versión definitiva del producto.

Con respecto al tradicional proceso de cascada en la generación de software, los procesos iterativos promovidos por RUP resultan más ventajosos porque eliminan los riesgos del sistema mucho antes, permiten un mayor nivel de reutilización del código, los cambios son más manejables, se puede aprender sobre la marcha y, en general, permiten una mayor calidad global del producto.

En cuanto a los flujos de trabajo, que constituyen una de las visiones estáticas del sistema, hay nueve, agrupados en flujos de ingeniería y flujos de apoyo. Los primeros se encargan del modelado de negocio, los requisitos del sistema, el análisis y diseño, la implementación, los tests y la distribución o despliegue. En el segundo grupo están los flujos de gestión del proyecto, configuración y control de cambios, y estudio del entorno. A pesar de que estos nombres pueden recordar a la estructura secuencial tradicional de los procesos de cascada, en realidad son fases de un proceso iterativo, de manera que estos flujos de trabajo son visitados una y otra vez dentro del mismo ciclo.

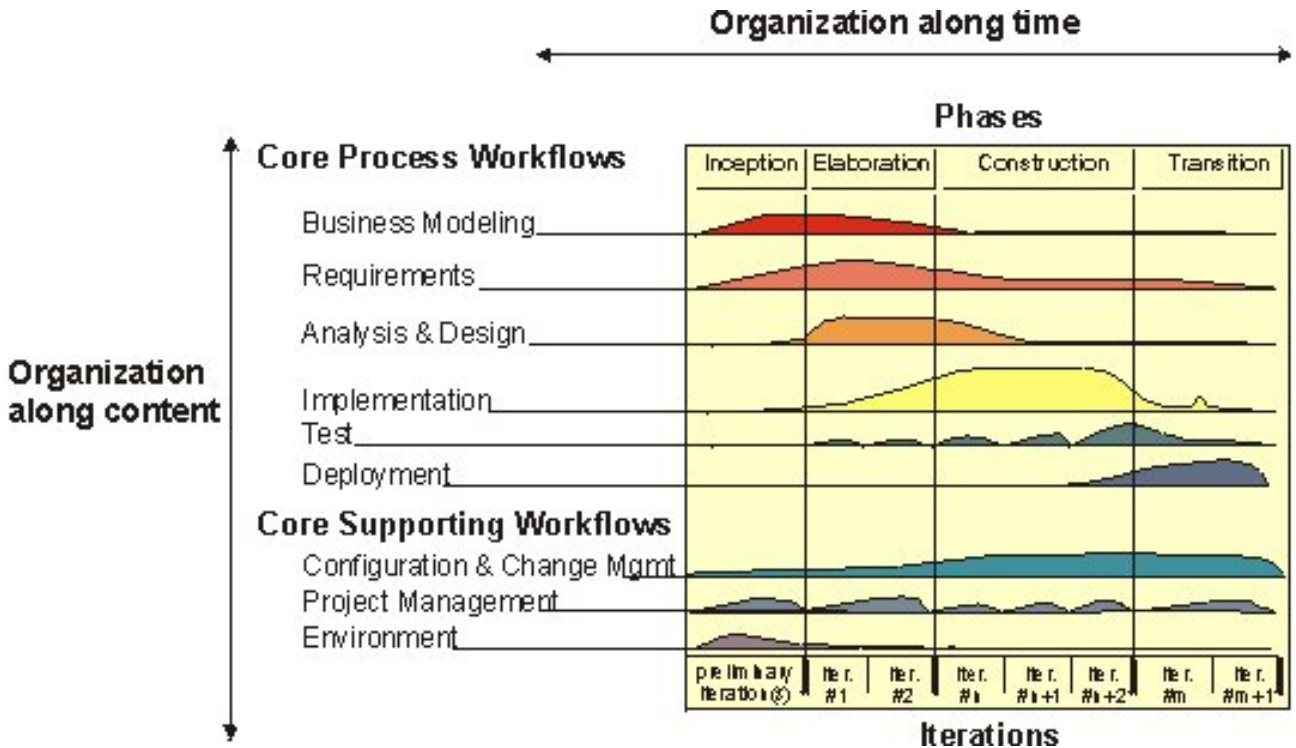


Figura A.1: Proceso de generación de software según la filosofía RUP, donde en el eje horizontal está la componente dinámica (temporal) del proceso, mientras que en la vertical está la estática.

A.3. Características de la DRP

Actualmente la DRP está en fase de elaboración, según la terminología RUP, con un total del 30% del código ya implementado, y con el resto escrito a modo de pseudo-código. Sus principales características son:

- Para la mayor parte de los casos, funcionará en régimen *off-line*, es decir, después de la jornada de observación y antes de que comience la siguiente. Para casos en los que se necesite una reducción rápida, como durante la adquisición de objetos, por ejemplo, realizará una reducción *on-line* simplificada.
- Dispondrá de tareas específicas para la reducción de las imágenes de calibración, como *darks*, *flatfields* o mapas de distorsiones geométricas, que deben ser reducidos en las primeras etapas de la reducción. Como veremos después, estas tareas constituyen las llamadas “Plantillas de Reducción de Datos de Calibración”.

- Las imágenes de calibración serán utilizadas después para procesar las imágenes de ciencia. Los pasos que hay que seguir en cada caso dependen del modo de observación del instrumento (modo imagen o espectroscopía multiobjeto), con filtros especializados para cada uno de ellos y con otros comunes para ambos. Éstos últimos se agrupan en las llamadas “Plantillas de Reducción Básica”, mientras que aquéllos son las “Plantillas de Reducción Completa”. Las imágenes que hayan superado la etapa de reducción básica deberán completar su reducción de manera especializada. Por ejemplo, los espectros multiobjeto tienen que ser extraídos y calibrados en longitud de onda. Sin embargo, para el caso imagen, estos pasos no son aplicados.
- Los usuarios finales recibirán las imágenes completamente reducidas, de manera que no necesiten una posterior reducción, así que podrán iniciar sin demora el análisis científico de los datos. También se podrán proporcionar imágenes intermedias, especialmente después de pasos críticos.
- Algo bastante importante de la DRP es que estará preparada para el manejo y la correcta propagación de los errores a lo largo del proceso de reducción. Se tendrá especial cuidado para evitar la correlación de errores, algo que se produce al mover la señal contenida en un píxel una fracción de píxel (por ejemplo, al corregir distorsiones geométricas o calibrar un espectro en longitud de onda). La filosofía de trabajo de la DRP es retrasar al máximo la manipulación de los datos, para mantener la información original tanto tiempo como sea posible. Sólo en el momento en el que se quiere realizar una medida concreta, se realizan las manipulaciones necesarias en la imagen. Para más detalles, ver Cardiel, Gorgas, Gallego, et al. (2002a) [7] y Cardiel, Gorgas, Gallego, et al. (2002b) [8]

Otras características de la DRP son:

- Está siendo desarrollada siguiendo los estándares de software, hardware y programación impuestos para GTC, con programación orientada a objetos en ANSI-C++.
- Estará garantizada para Sun Solaris, aunque se espera que también funcione en Linux.

- Las imágenes finales serán proporcionadas al usuario completamente reducidas en formato FITS.
- Dispondrá de una herramienta de inspección visual de las imágenes optimizada para que sea rápida.
- Proporcionará soluciones astrométricas e identificaciones de objetos a partir de bases de datos ya existentes.
- Podrá usarse mediante comandos de línea o con interfaz gráfico.

A.4. Estructura de Clases

Como ya hemos comentado, la DRP de EMIR se está desarrollando en C++ siguiendo una arquitectura orientada a objetos. Esta arquitectura, denominada *Data Processing Kit* (DPK), está integrada en el software de GTC, ha sido aprobada por su Grupo de Control y ha recibido diversas aportaciones por parte del Grupo de software de EMIR de la UCM, al que pertenezco. El DPK, construido siguiendo los estándares de software, hardware y programación de GTC, será utilizado para manejar y reducir los datos provenientes de todos los instrumentos presentes y futuros de GTC.

En esta arquitectura, cada imagen de datos procedente del detector es considerada como un objeto de la clase **Frame**. Cada uno de estos objetos incluye a su vez dos objetos de la clase **Array**, matrices bidimensionales que son la imagen en sí misma y una imagen auxiliar que almacena las varianzas de cada píxel y que es necesaria para la propagación de errores en la reducción.

Además hay una serie de objetos de la clase **Roi**, del inglés *Regions Of Interest* o “Regiones De Interés”, que definen ciertas zonas en la imagen con ciertas propiedades. Estas regiones pueden tener cualquier forma geométrica, ya sean puntos dispersos, rectángulos, círculos o una composición de éstos. Lo interesante de estos **Rois** es que se pueden realizar operaciones sólo en estas regiones, dejando el resto de la imagen inalterado, asegurando a su vez un acceso rápido

a los píxeles contenidos en ellas (gracias a los iteradores proporcionados por una clase auxiliar llamada `RoiIterator`). El concepto de `Roi` nació con la idea de enmascarar aquellas zonas de la imagen que no se quieren utilizar en la reducción, como las afectadas por defectos cosiméticos.

También dentro de `Frame` podemos tener un conjunto de objetos de la clase `Feature`, que sirve para describir las características, en principio molestas, de una imagen, como pueden ser defectos cosiméticos y rayos cósmicos.

Por último, existe un objeto de la clase `DataDescription`, que almacena toda la información relevante a cada imagen (tiempo de exposición, coordenadas, montaje instrumental, historial, etc.), de manera equivalente a la cabecera de un fichero FITS.

Separados de este enjambre de clases, están los objetos de la clase `Filter`. Los filtros son los encargados de realizar operaciones y manipulaciones en y/o entre `Frames`. Así por ejemplo, podemos destacar, por citar sólo alguno de ellos, `SubtractFrame`, que sustrae dos `Frames`; `CombineSingleFrames`, que combina un conjunto de `Frames`, ya sea con desplazamientos relativos entre ellos o sin ellos; `Smooth`, que suaviza una imagen con un filtro de mediana o de media; `CalibrateWavelength`, que calibra un espectro en longitud de onda; o `DetectFeatures`, que detecta los rayos cósmicos y/o los defectos cosiméticos de una imagen. Todos estos filtros se caracterizan por tener en cuenta la propagación de los errores en sus cálculos, aunque ésta se puede pasar por alto en casos en los que se necesite un desarrollo más rápido del proceso de reducción. Siguiendo la filosofía recomendada por RUP, algunos filtros de alto riesgo ya han sido implementados, al menos parcialmente. En concreto, ya existe una versión provisional de los mencionados anteriormente.

La mayoría de los filtros pueden clasificarse en dos grupos:

- Filtros de caracterización, que miden las propiedades de un cierto `Frame`, sin modificarlo. Esta información puede ser utilizada posteriormente en la reducción, así que estos filtros no corrigen ningún defecto en las imágenes.
- Filtros de corrección, que toman la información calculada previamente por uno de caracterización y corrigen ese efecto en el `Frame` correspondiente.

Así por ejemplo, `DetectCosmeticDefects`, que es el filtro encargado de detectar los defectos cosméticos de una imagen, es de tipo caracterización, puesto que sólo encuentra la posición de dichos defectos. El filtro de corrección asociado es el llamado `CleanFrame`, que limpia la imagen de defectos cosméticos tomando la información proporcionada por el otro filtro.

Por encima de todas las clases, están los objetos del tipo `ReductionTemplate` o “Plantillas de reducción”. Aquí está la inteligencia de la reducción (recordemos que se realizará en la mayoría de las ocasiones de manera automática y sin interacción por parte del usuario), donde se decide, en función del modo de observación del instrumento, así como de las condiciones cualitativas de las imágenes, qué filtros o pasos de la reducción son los que hay que aplicar y cuáles no. Por tanto, debe haber una plantilla de reducción por cada tipo de imagen que se puede tomar con EMIR, por cada modo de observación. Por ejemplo, los hay para reducir `Frames` de ciencia, para reducir *darks*, *flatfields* de cielo, mapas de distorsiones geométricas, etc., todo ello a su vez, para modo imagen y para modo espectroscopía multiobjeto. Por otro lado, si en una noche las condiciones atmosféricas no son favorables, el `ReductionTemplate` decidiría sobre la marcha no realizar la calibración en flujo de las imágenes o espectros, puesto que se introducirían unas incertidumbres inmensas en los resultados finales.

A.5. Plantillas de reducción para EMIR

Actualmente los conceptos relacionados con las plantillas de reducción para modo imagen de EMIR están perfectamente definidos, mientras que para espectroscopía multiobjeto están todavía en estudio. Precisamente disponemos de un prototipo de la DRP que realiza la reducción en modo imagen, con el que hemos reducido nuestros datos de Calar Alto, aunque todavía no cumple los estándares impuestos por GTC (no está escrito siguiendo la arquitectura del DPK). En el plazo de un año esperamos disponer de un primer prototipo para modo imagen ya compatible con el DPK y de filtros para espectroscopía que hayan superado la fase de “pseudo-código”. También disponemos de espectros tomados con el espectrógrafo NIRSPEC en el Telescopio Keck con los que chequear la parte concerniente a espectroscopía.

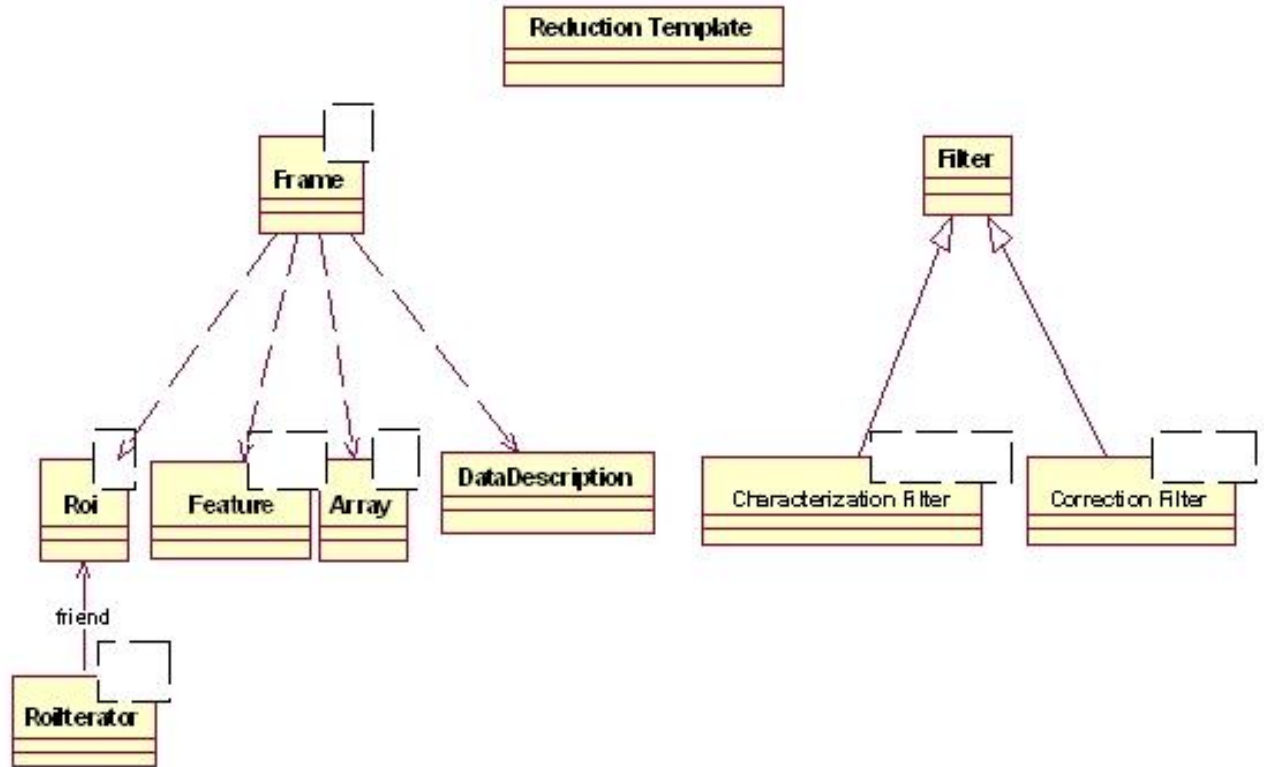


Figura A.2: Estructura de clases del DPK para la DRP, el software de reducción de EMIR. La notación es la habitual en UML, donde cada caja representa una clase. El rectángulo blanco en la esquina superior derecha de algunas clases significa que están “templatzadas”, o lo que es lo mismo, que sirven para manejar números enteros, de coma flotante, de doble precisión, etc. Las flechas que parten de **Frame** indican que esta clase incluye a las indicadas por el extremo de las mismas. La palabra *friend* indica que **RoiIterator** es una clase amiga de **Roi**. Por otro lado, **Filter** es la clase de la que heredan propiedades comunes **CharacterizationFilter** y **CorrectionFilter**.

Para la DRP de EMIR distinguimos dos tipos de plantillas de reducción:

- Las dedicadas a la reducción de los datos de ciencia, considerando los dos modos de observación de EMIR. En estos casos, cualquier **Frame** debe superar dos pasos principales:
 1. Una Reducción Básica, que termina con la combinación de las imágenes y la evaluación de la calidad de las mismas. Los filtros asociados son comunes para los dos modos de observación y constituyen la reducción de datos más sencilla posible. Las principales funcionalidades que se incluyen aquí son, entre otras, la detección de

defectos cosiméticos y rayos cósmicos (su limpieza no es recomendada para evitar correlación de errores), sustracción de la corriente de oscuridad, división por el *flat-field*, sustracción del cielo, combinación de las imágenes y evaluación de la calidad de la observación. Estos filtros se agrupan en un paquete de Reducción Básica.

Las plantillas de reducción básica son:

- **Execute Basic Reduction Template**, que realiza una reducción básica estándar a un **Frame**. Puede encontrarse un esquema de esta plantilla en la Figura 3.7.
 - **Execute Simplified Basic Reduction Template**, que realiza una reducción simplificada, saltándose algunos pasos no cruciales, para casos en los que la velocidad es un aspecto importante (por ejemplo, para adquisición de objetos).
2. Una Reducción Completa, que completa el procesado de los datos. Los filtros asociados proporcionan un procesado refinado de las imágenes, para corregir o tener en cuenta las distorsiones geométricas, la extinción atmosférica, la extracción de espectros, la calibración en longitud de onda y en flujo, entre otras tareas. Por tanto, estos filtros dependen del modo de observación, ya que unos sirven para **Frames** espectroscópicos y otros para los de imagen directa. De esta forma, se logra convertir la señal original en cuentas a unidades físicas ($\text{erg s}^{-1} \text{Å}^{-1}$ o magnitudes arcsec^{-2} , por ejemplo). Estos filtros se agrupan en un paquete de Reducción Completa.

Las plantillas de reducción completa son:

- **Execute Normal Imaging Full Reduction Template**, que completa la reducción para **Frames** en modo imagen.
 - **Execute Mask Multi-Object Spectroscopy Full Reduction Template**, que hace lo mismo para **Frames** en modo espectroscopía multiobjeto. Puede encontrarse un esquema de esta plantilla en la Figura 1 de Gallego, Zamorano, Serrano et al. (2002) [24].
- Las dedicadas a los datos de calibración, que reducen **Frames** auxiliares necesarios para la reducción, como por ejemplo, los *darks* o los *flatfields*. Estas imágenes de calibración

estarán almacenadas en la base de datos de GTC para su posterior uso durante la reducción de las imágenes de ciencia. La mayoría de estas plantillas de reducción hacen uso del paquete de Reducción Básica comentario antes.

Las plantillas de reducción de datos de calibración son:

- **Test Detector Non-Linearity**, que comprueba y mide los efectos no lineales en el detector.
- **Process Dark Frame**, que genera un *dark* reducido a partir de una serie de *darks* individuales.
- **Process Dome Flatfield Frame**, que genera un *flatfield* de cúpula reducido, a partir de imágenes de campo plano con la lámpara encendida y apagada.
- **Process Sky Flatfield Frame**, que genera un *flatfield* de cielo reducido, combinando todas las imágenes de una noche.
- **Process Arc Frame**, que genera un arco reducido, necesario para la calibración en longitud de onda de los espectros.
- **Map Geometric Distortions**, que mapea las distorsiones geométricas en los **Frames**, que se esperan importantes debido al gran tamaño del telescopio y de la complejidad del instrumento.
- **Process Standard Stars For Imaging**, que procesa un conjunto de estrellas en modo imagen y realiza la recta de Bouguer para calcular los parámetros fotométricos.
- **Process Standard Stars For Spectroscopy**, que hace lo mismo para modo espectroscópico, para poder calibrar en flujo los espectros de ciencia.

A.6. Descripción de los filtros de la DRP

A.6.1. Paquete de Reducción Básica

Los filtros básicos más importantes son:

- `InitializeRoiStructure`, que inicializa la estructura de datos de los **Frames** concerniente a los **Rois**, según el modo de observación.
- `CorrectNonLinearity`, aplica un polinomio corrector de los efectos no lineales del detector en cada píxel de la imagen.
- `ComputeReadoutNoise`, calcula el ruido de lectura del detector.
- `GenerateErrorFrame`, que crea el **Array** de varianzas a partir de la imagen original, del ruido de lectura, la ganancia y del factor que da cuenta de la no uniformidad de la sensibilidad a los fotones.
- `SubtractFrame`, que sirve para restar dos **Frames**, por ejemplo, al sustraer la contribución del *dark*.
- `ApplyFlatfieldFrame`, que divide una imagen por su *flatfield* correspondiente.
- `DetectFeatures`, que detecta y caracteriza los **Features** (defectos cosméticos) de una imagen, pero sin limpiarlos.
- `CleanFrame`, que limpia una imagen de sus **Features**. Esta operación introduce correlación en los errores, así que será evitada a toda costa por la DRP. En caso de realizarse, se avisará al usuario final de que, hasta ese momento, la imagen de errores es correcta, pero que éstos no pueden ser propagados para cálculos posteriores.
- `SubtractSky`, que es el encargado de restar la contribución del fondo de cielo, que ya hemos indicado que en infrarrojo cercano es crucial.
- `CombineSingleFrames`, que combina un conjunto de **Frames**, teniendo en cuenta posibles desplazamientos relativos entre ellos, así como diversos algoritmos de rechazo (*sigma-clipping*, etc.).
- `AssessQuality`, que se utiliza para estimar la calidad de la reducción, mediante algoritmos estadísticos, entre otros.

A.6.2. Paquete de Reducción Completa

Modo imagen

- **RestoreImage**, que corrige de distorsiones geométricas. Al igual que en el caso de **CleanFrame**, se intentará al máximo evitar el uso de este filtro, pues correlaciona los errores al mover la señal de un píxel una fracción de píxel. En realidad la DRP estará preparada para trabajar preferiblemente con imágenes distorsionadas, en vez de con imágenes corregidas de distorsiones y, por tanto, que han sufrido pérdida de información.
- **CorrectAtmosphericExtinctionCalibrateFlux**, calcula los cálculos de la recta de Bouguer para encontrar los parámetros fotométricos, y así, corregir los efectos de la extinción atmosférica y calcular los flujos corregidos.
- **DetectCharacterizeStarsInFrame**, que detecta y caracteriza las estrellas de una imagen.

Modo espectroscopía multiobjeto

- **RestoreImage**, que corrige de distorsiones geométricas, de rendija (distorsión S y distorsión C) y de longitud de onda.
- **Mask.OH.Lines**, que enmascara las brillantísimas líneas de OH en los espectros, para que no se utilicen en cálculos posteriores.
- **CalibrateWavelength**, que calibra en longitud de onda un espectro, comparándolo con un arco patrón.
- **ExtractSpectra**, que extrae un espectro unidimensional a partir de la imagen bidimensional.
- **CorrectAtmosphericExtinction**, que corrige de extinción atmosférica, conocido el coeficiente de extinción $k(\lambda)$ y la masa de aire.

- **CalibrateFlux**, que calibra en flujo absoluto un espectro, a partir de la curva de calibración de flujo del instrumento.
- **DetectCharacterizeStarsInFrame**, que detecta y caracteriza los espectros de las estrellas de una imagen.

A.7. Pseudo-código en C++ de la plantilla de reducción

Execute Basic Reduction Template

```
Frame<double,2> theFrame[N], theDarkFrame, theFlatfieldFrame, theSkyFrame, etc.;
Frame<int,2> theObjectMask[4];
```

```
for (int i=1; i<=N; i++) // Repetido para cada uno de los N Frames.
```

```
{
```

```
    // Se inicializa la estructura de los Rois.
```

```
    InitializeRoiStructure.run(theFrame[i], observingParameters);
```

```
    // Se genera el array de varianzas de theFrame.
```

```
    GenerateErrorFrame.run(theFrame[i], theReadoutNoiseFrame, gain, f_PRNU);
```

```
    // Se corrige la no linealidad del detector.
```

```
    CorrectNonLinearity.run(theFrame[i], nonLinearityCoefficients);
```

```
}
```

```
// Proceso iterativo para generar la mejor máscara de objetos posible.
```

```
// Inicialmente dicha máscara no existe.
```

```
for (int it=0; it<=3; it++) // Con 4 iteraciones basta.
```

```
{
```

```
    // Sustracción del dark.
```

```
    for (int i=1; i<=N; i++)
```

```
        SubtractFrame.run(theFrame[i], theDarkFrame, theObjectMask[it-1]);
```

```

// Se genera el flatfield de cielo combinando todos los frames.
theFlatfieldFrame = CombineSingleFrames.run(allTheFrames,theObjectMask[it-1]);

for (int i=1; i<=N; i++) // Repetido para cada uno de los N Frames.
{
    // División por el flatfield.
    FlatfieldFrame.run(theFrame[i],theFlatfieldFrame,theObjectMask[it-1]);

    // Generación y sustracción del cielo en cada imagen.
    SubtractSky.run(allTheFrames,theObjectMask[it-1]);
}

// Combinación de todos los Frames, teniendo en cuenta los offsets.
theCombinedFrame = CombineSingleFrames.run(allTheFrames,relativeOffsets,
                                             theObjectMask[it-1]);

// Generación de la máscara de objetos.
theObjectMask[it] = AssessQuality.run(allTheFrames,theObjectMask[it-1]);
}

```

Apéndice B

Campos de la zona adyacente a la Banda de Groth

En las próximas páginas aparecen los campos observados en la banda K' con Omega-Prime en el Telescopio de 3.5 m del Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto (Almería) durante la campaña de mayo de 2000. Junto a estos campos hay una comparación entre un detalle de nuestras imágenes con las mismas zonas del cielo tomadas de imágenes del Digitized Sky Survey (DSS), el cual tiene menor tiempo de exposición y ha sido obtenido en una banda óptica. Puede comprobarse que en nuestras imágenes aparecen los objetos más brillantes, junto con un buen número de objetos más débiles que no se reconocen en las imágenes del DSS. Para hacer coincidir ambas imágenes, se han aprovechado las soluciones astrométricas conseguidas para cada campo.

En la Figura B.1, podemos ver una visión general de los campos observados, que podemos comparar con la Figura 2.12.

A su vez, en la Figura B.22, hay una comparación entre un fragmento de los campos 5, 6 y 8 de mayo de 2000, observados en la banda K' desde Calar Alto, con la misma zona del cielo, pero esta vez observada con el Telescopio Espacial Hubble en la banda I.

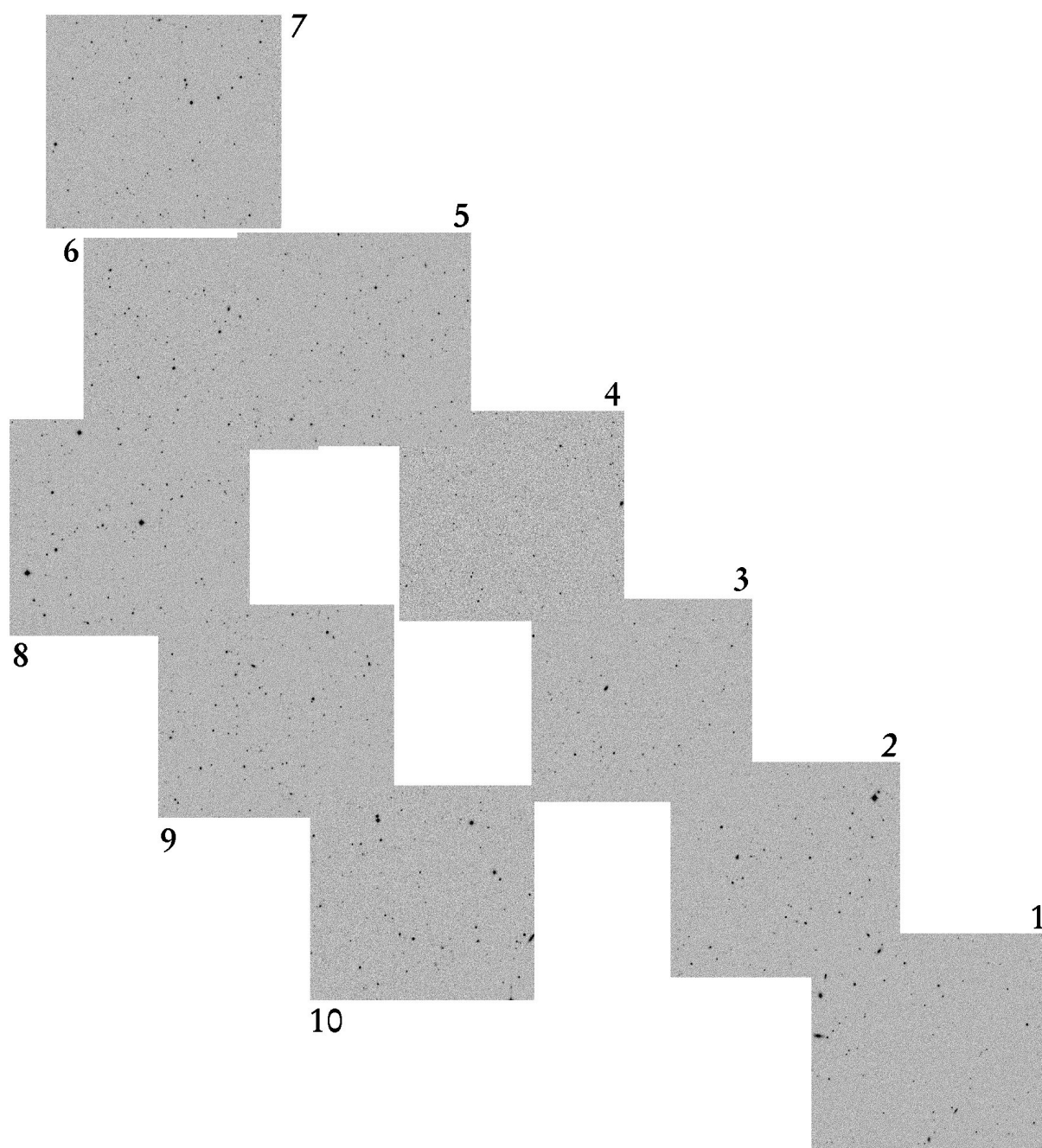


Figura B.1: Mosaico con los campos observados en la campaña de mayo de 2000 en el Telescopio de 3.5 m de Calar Alto.

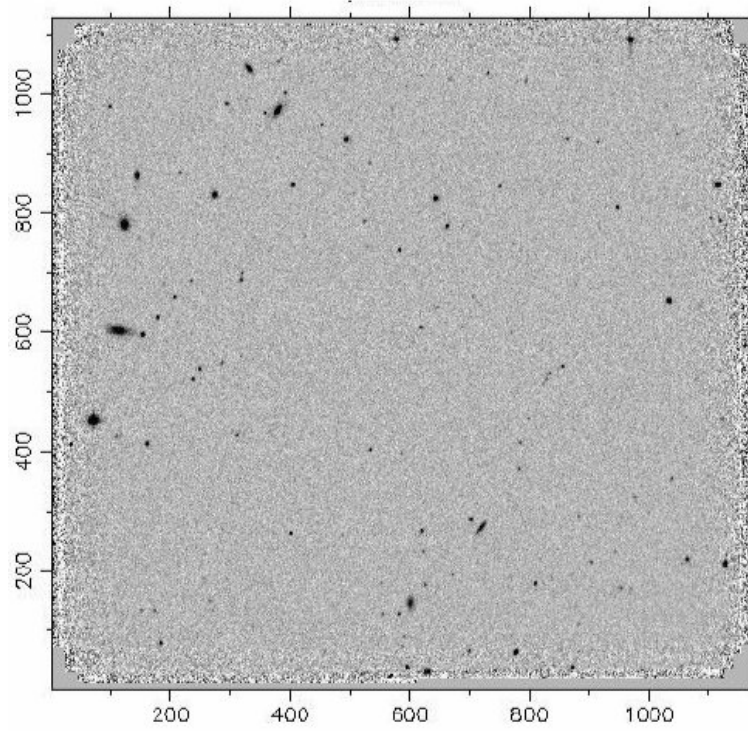


Figura B.2: Campo 1, con 77 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 14^m 47^s$, $\delta = 52^\circ 3' 25''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

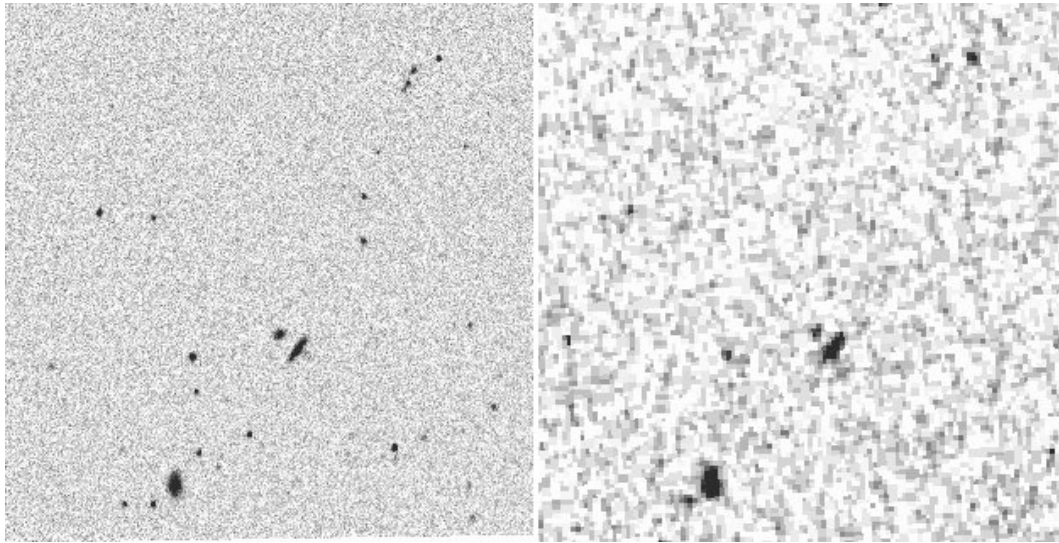


Figura B.3: Detalle del campo 1 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

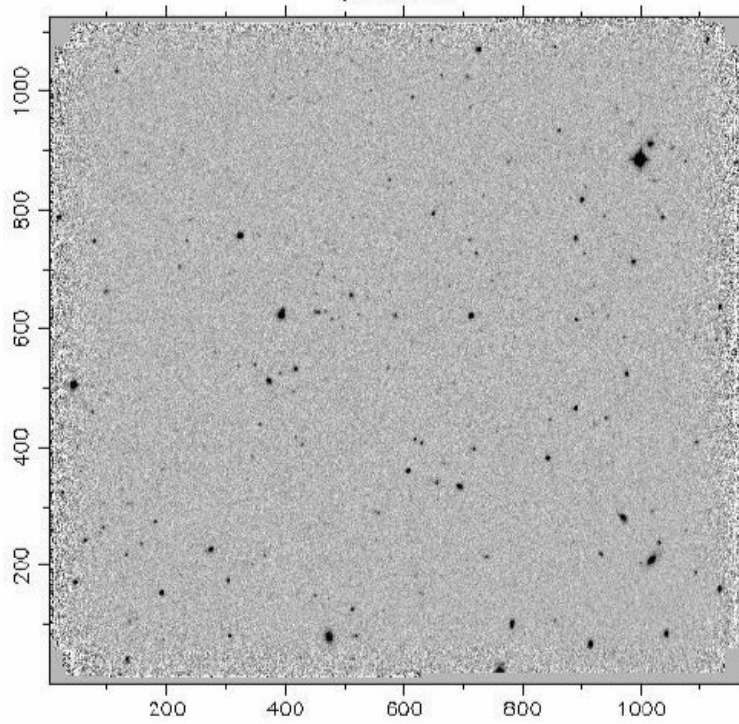


Figura B.4: Campo 2, con 68 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 15^m 16^s$, $\delta = 52^\circ 8' 31''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

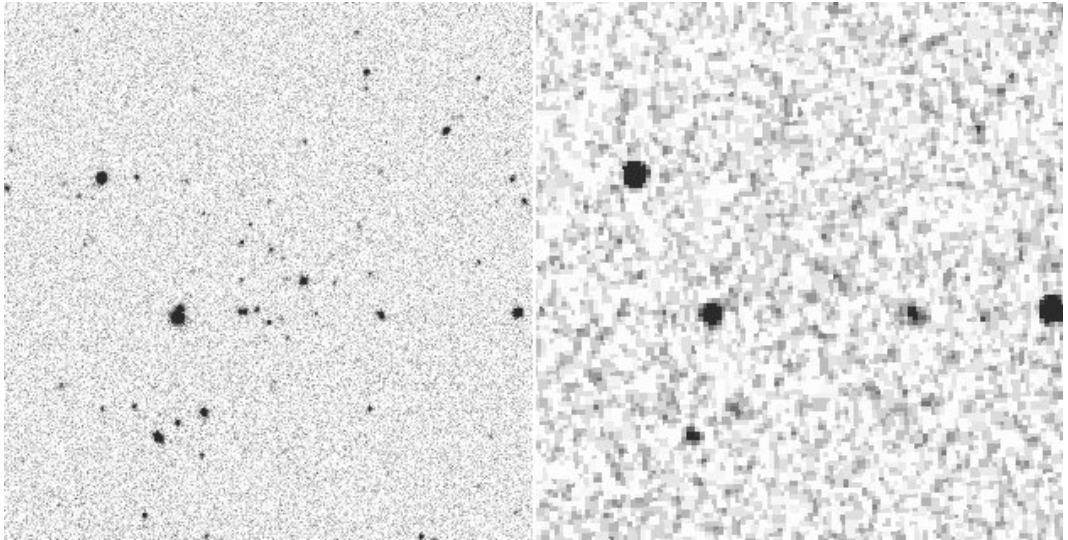


Figura B.5: Detalle del campo 2 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

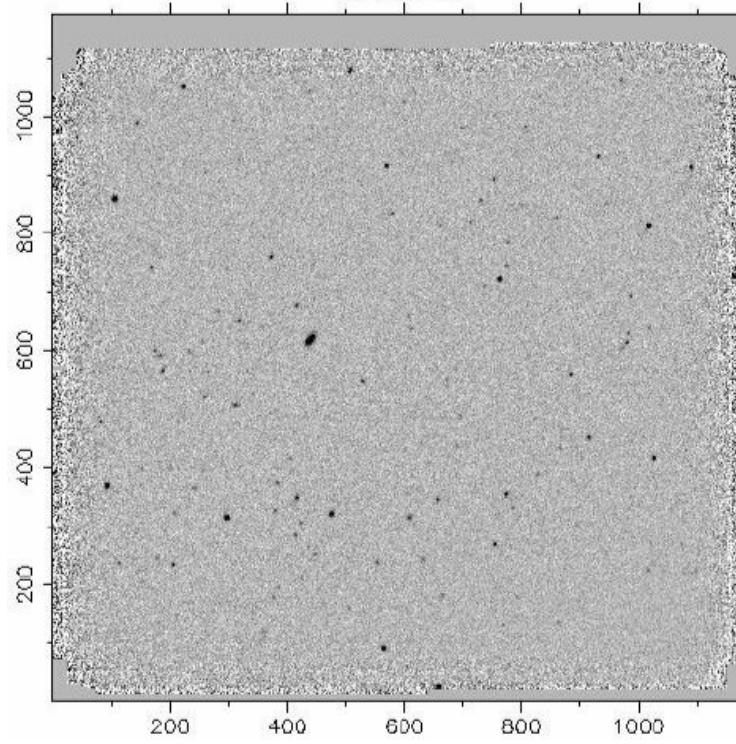


Figura B.6: Campo 3, con 62 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 15^m 44^s$, $\delta = 52^\circ 13' 36''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

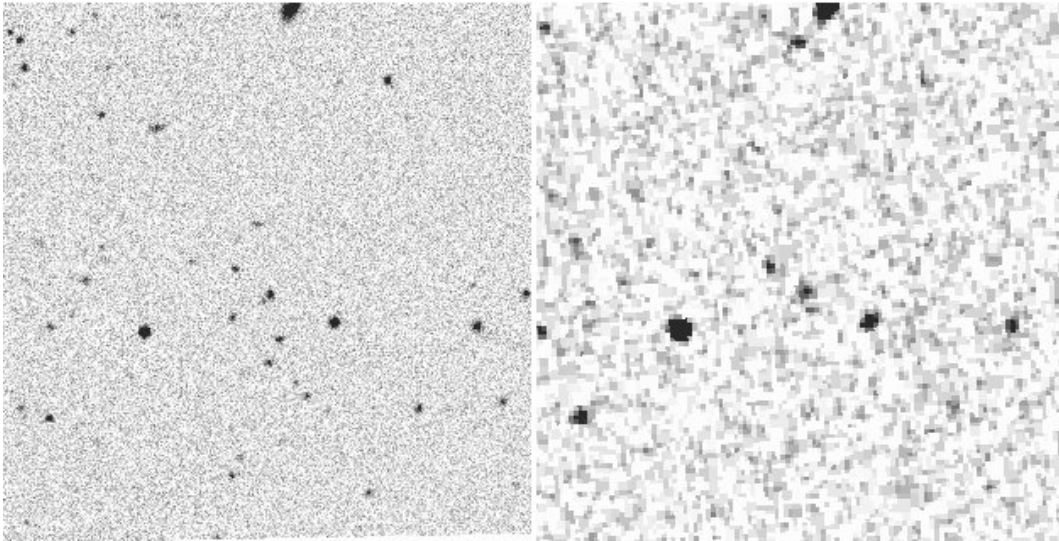


Figura B.7: Detalle del campo 3 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

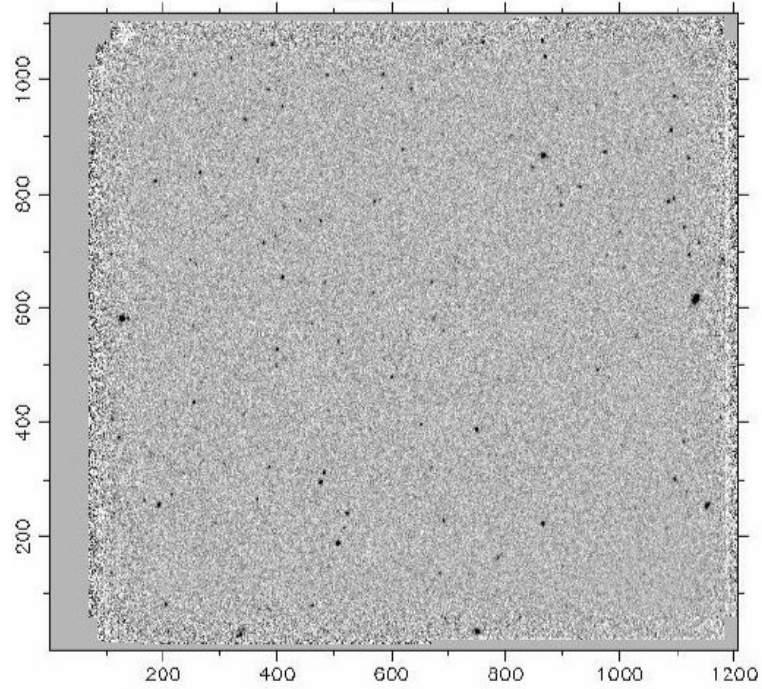


Figura B.8: Campo 4, con 25 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 16^m 13^s$, $\delta = 52^\circ 18' 40''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

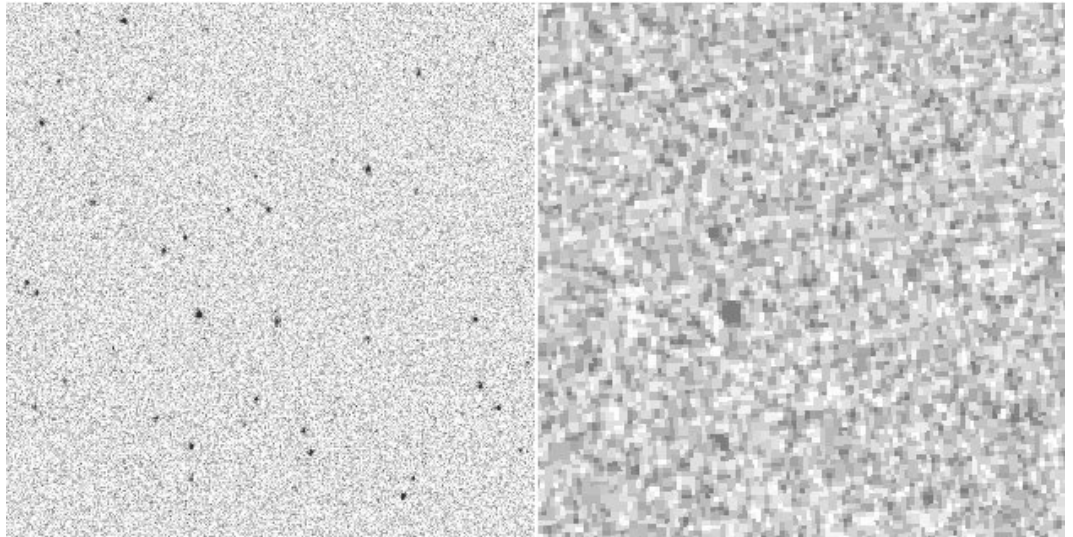


Figura B.9: Detalle del campo 4 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

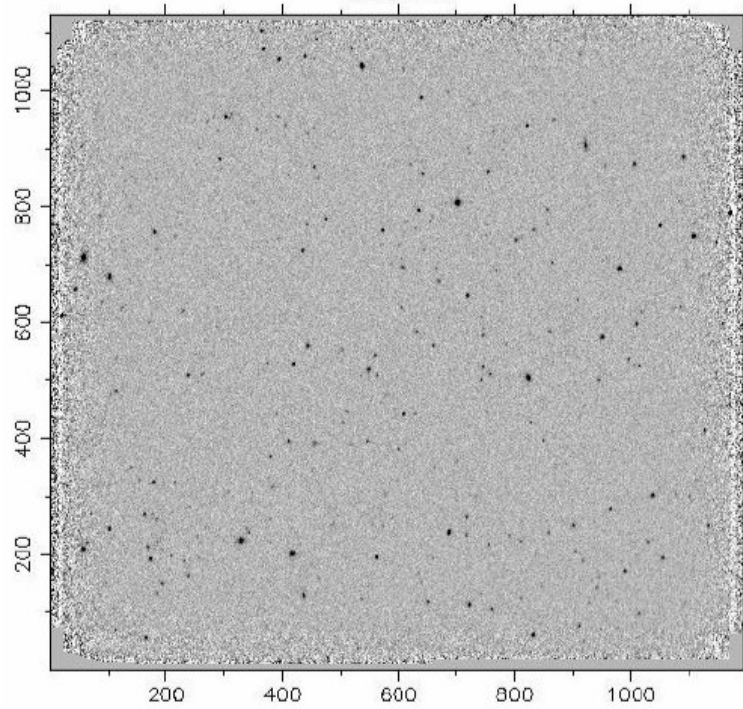


Figura B.10: Campo 5, con 84 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 16^m 41^s$, $\delta = 52^\circ 23' 44''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

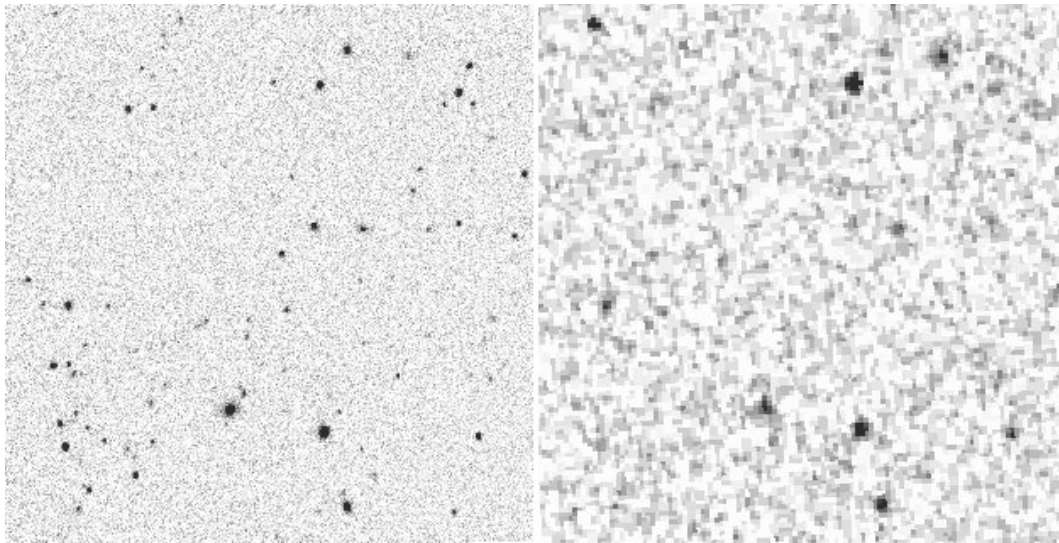


Figura B.11: Detalle del campo 5 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

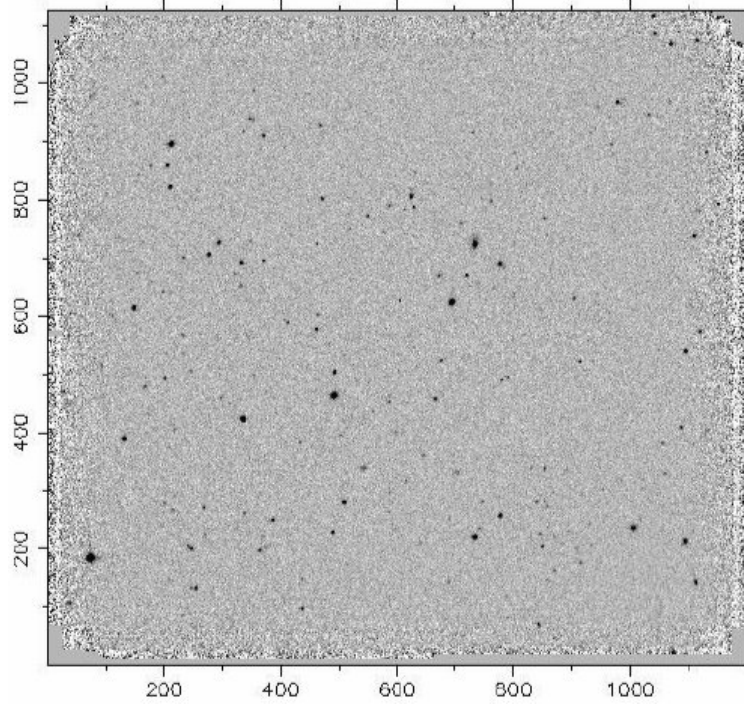


Figura B.12: Campo 6, con 69 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 17^m 10^s$, $\delta = 52^\circ 23' 44''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

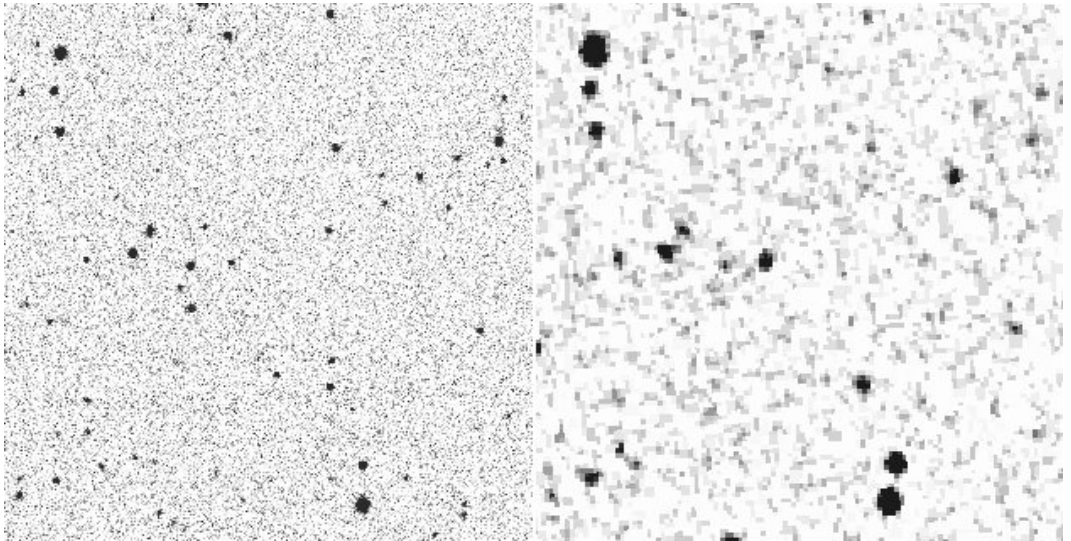


Figura B.13: Detalle del campo 6 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

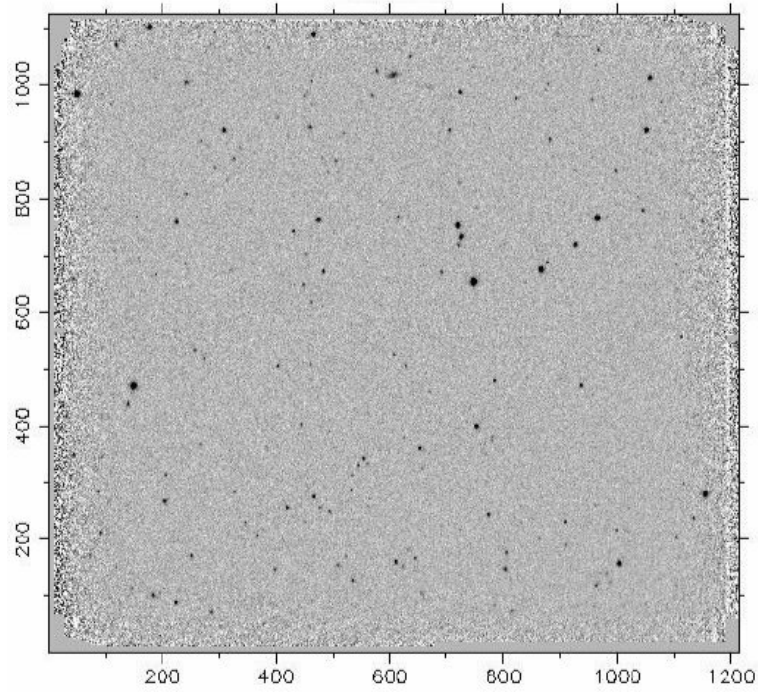


Figura B.14: Campo 7, con 83 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 17^m 23^s$, $\delta = 52^\circ 30' 0''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

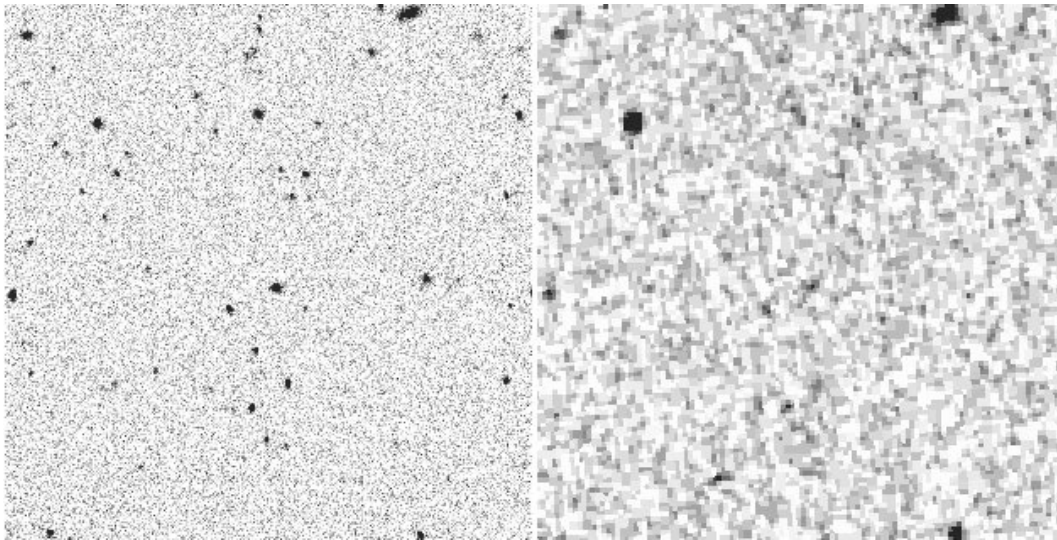


Figura B.15: Detalle del campo 7 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

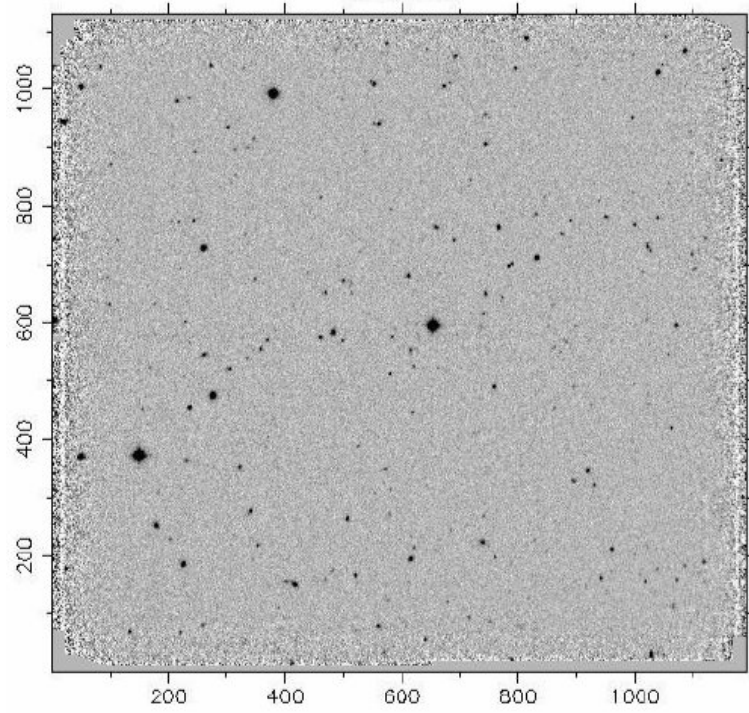


Figura B.16: Campo 8, con 84 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 17^m 23^s$, $\delta = 52^\circ 18' 11''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

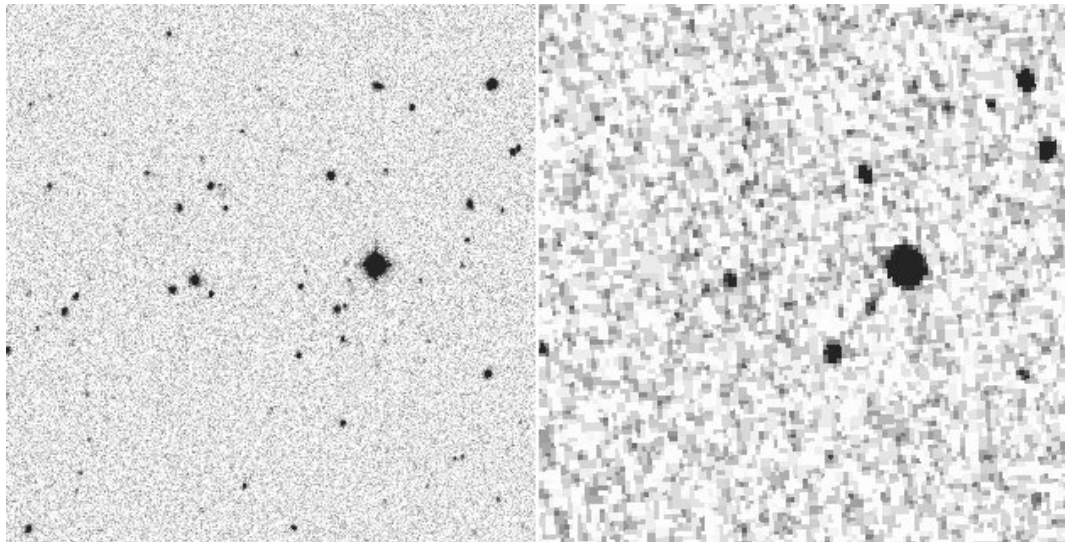


Figura B.17: Detalle del campo 8 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

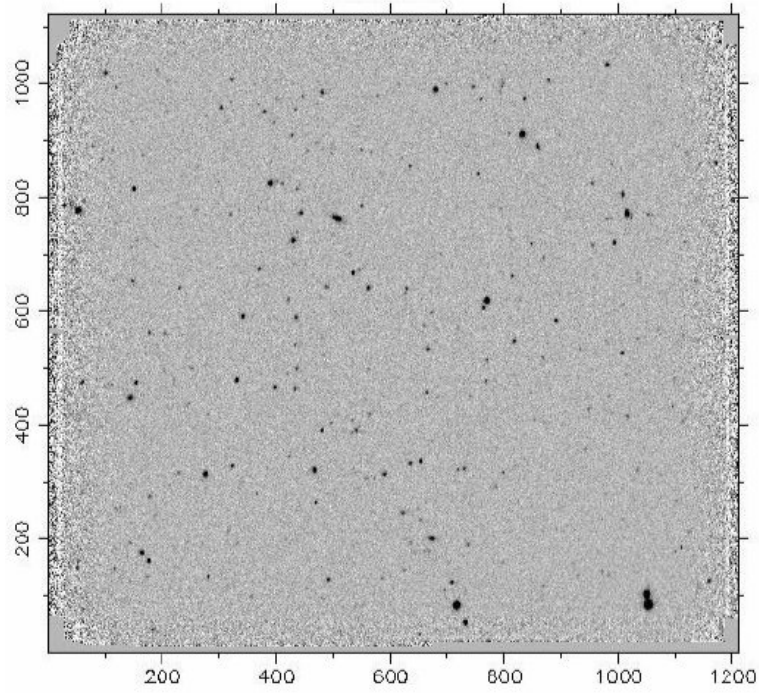


Figura B.18: Campo 9, con 83 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 16^m 55^s$, $\delta = 52^\circ 13' 7''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

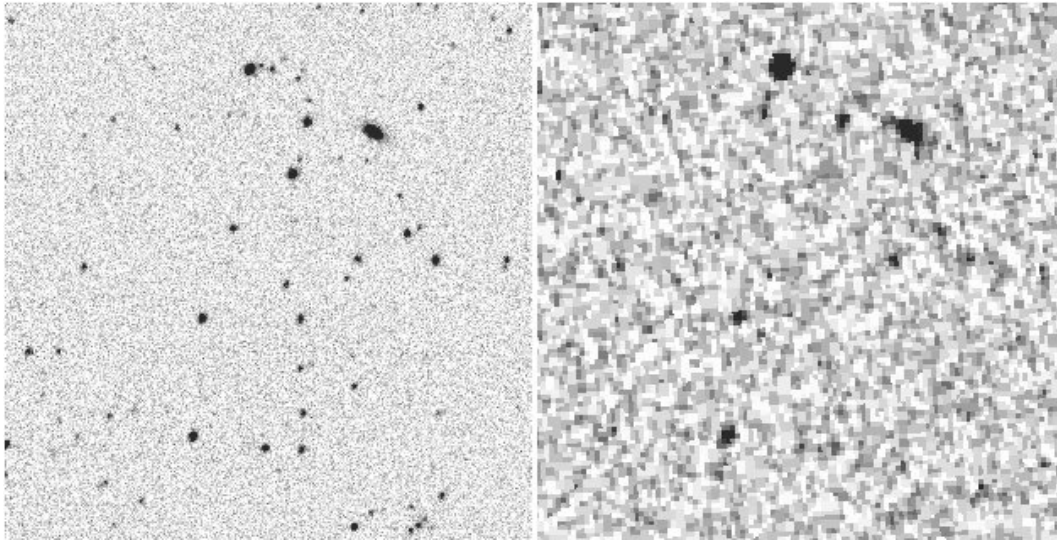


Figura B.19: Detalle del campo 9 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

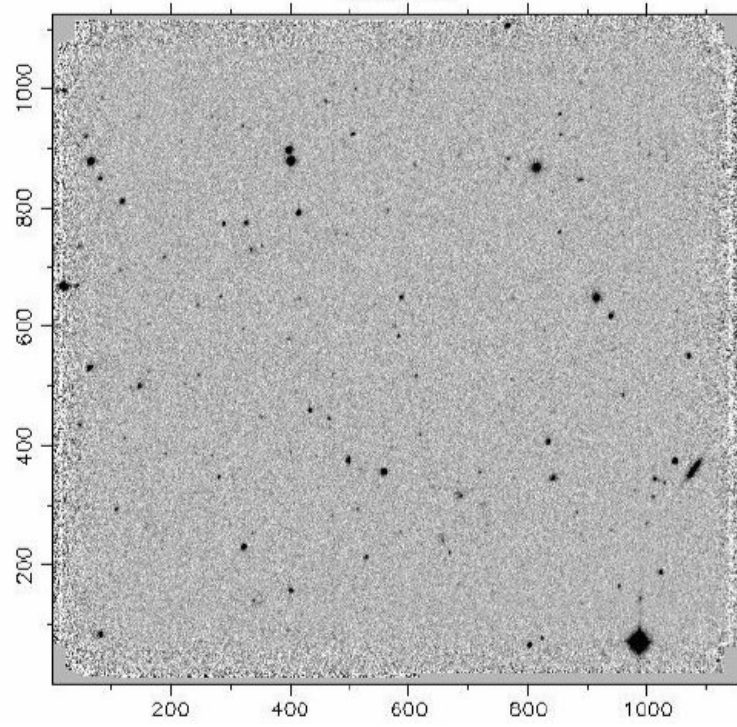


Figura B.20: Campo 10, con 42 minutos de exposición efectiva, centrado en $\alpha = 14^h 16^m 26^s$, $\delta = 52^\circ 8' 3''$, J2000.0. El tamaño del campo es del orden de $7' 30'' \times 7' 30''$.

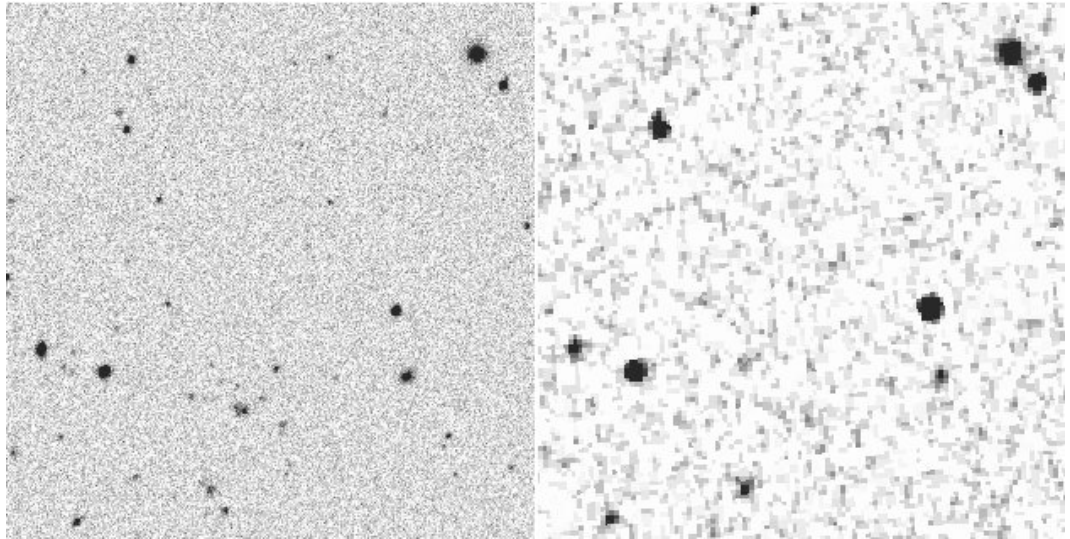


Figura B.21: Detalle del campo 10 (izquierda) comparado con la zona correspondiente de la imagen del DSS (derecha), una vez calculada la astrometría.

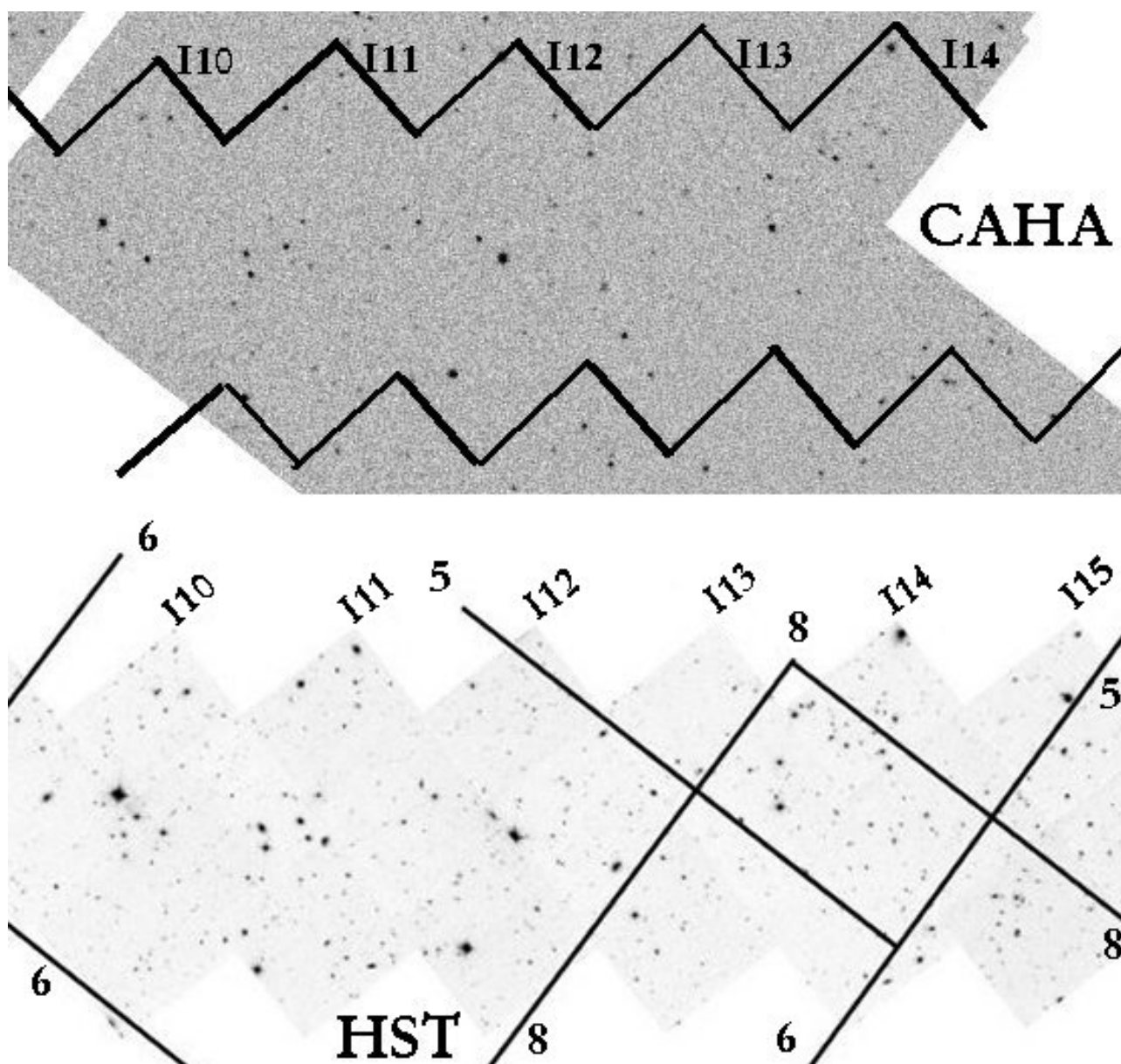


Figura B.22: Arriba: Imagen de la zona central del Campo de Groth, tomada con Omega-Prime en la banda K' en el telescopio de 3.5 m de Calar Alto (CAHA). Corresponde a la zona común de nuestros campos 5, 6 y 8, y por tanto tiene un tiempo de exposición total de 84 minutos (en los campos 5 y 8) y de 69 minutos (campo 6). Abajo: Imagen de la misma zona tomada con el Telescopio Hubble (HST) en la banda I. Corresponde a los campos 10—15 observados por Groth et al. (1994) [33], con un tiempo de exposición de aproximadamente 73 minutos. Pueden distinguirse claramente los objetos más brillantes en ambas imágenes. Se han superpuesto los límites de nuestros campos en la imagen inferior, y los de Groth, en la superior.

Apéndice C

Glosario de abreviaturas

AURA	<i>Association of Universities for Research in Astronomy</i>
CAHA	Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto (Almería)
CFHT	<i>Canada France Hawaii Telescope</i>
CCD	<i>Charge Coupled Device</i>
CDS	<i>Correlated Double Sampling</i>
CFRS	<i>Canada France Redshift Survey</i>
DEEP	<i>Deep Extragalactic Evolutionary Probe</i>
deg	grado (<i>degree</i>)
DEIMOS	<i>Deep Extragalactic Imaging Multi-Object Spectrograph</i>
DPK	<i>Data Processing Kit</i>
DRP	<i>Data Reduction Pipeline</i>
DSS	<i>Digitized Sky Survey</i>
EMIR	Espectrógrafo Multiobjeto Infrarrojo
FITS	<i>Flexible Image Transport System</i>
FUR	<i>Follow Up The Ramp Sampling</i>
GTC	Gran Telescopio Canarias
h	hora
HST	<i>Hubble Space Telescope</i>
IAC	Instituto de Astrofísica de Canarias
IP	Investigador Principal

IRAC	<i>Infrared Array Camera for SIRTf</i>
IRAF	<i>Image Reduction and Analysis Facility</i>
LBCGs	<i>Luminous Blue Compact Galaxies</i>
LN₂	Nitrógeno líquido
m	minuto
mag	magnitud
MIDAS	<i>Munich Image Data Analysis System</i>
MOSFET	<i>Metal-oxide-semiconductor field-effect transistor</i>
NGST	<i>Nest Generation Space Telescope</i>
NOAO	<i>National Optical Astronomy Observatory</i>
OPERA	<i>Objective Prism Enhanced Reduction Algorithms</i>
PNG	Polo Norte Galáctico
PSF	<i>Point-Spread Function</i>
QSOs	<i>Quasi-Stellar Objects</i>
RUP	<i>Rational Unified Process</i>
s	segundos
SIRTf	<i>Space Infrared Telescope Facility</i>
SNR	<i>Signal-to-Noise Ratio</i>
Sq. Deg.	grados cuadrados (<i>square degrees</i>)
STDDEV	<i>Standard Deviation</i>
TU	Tiempo Universal
UCM	Universidad Complutense de Madrid
UML	<i>Unified Modeling Language</i>
WFCM2	<i>Wide Field and Planetary Camera</i>
WHT	<i>William Herschel Telescope</i>

Bibliografía

- [1] Babul, A., Ferguson, H.C. 1996, ApJ, 458, 100
- [2] Balcells, M., Guzmán, R., Patrón, J., et al. 2000, Proc. SPIE Vol. 4008, p. 797-805, *Optical and IR Telescope Instrumentation and Detectors*, Masanori Iye; Alan F. Moorwood; Eds.
- [3] Baugh, C.M., Cole, S., Frenk, C.S., Lacey, C.G. 1998, ApJ, 498, 504
- [4] Bershadsky, M.A., Lowenthal, J.D., Koo, D.C. 1998, ApJ, 505, 50
- [5] Bertin, E., Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
- [6] Bolzonella, M., Miralles, J.-M., Pelló, R. 2000, A&A, 363, 476
- [7] Cardiel, N., Gorgas, J., Gallego, et al. 2002, RevMexAA Conf. Ser., en prensa
- [8] Cardiel, N., Gorgas, J., Gallego, et al. 2002, Proceedings of *Astronomical Telescopes and Instrumentation*, SPIE, Hawaii
- [9] Cole, S., Norberg, P., Baugh, C. et al. 2001, MNRAS, 326, 255
- [10] Cowie, L.L., Gardner, J.P., Hu, E.M., Songaila, A., Hodapp, K.-W., Wainscoat, R.J. 1994, ApJ, 434, 114
- [11] Cristóbal, D. *Un muestreo profundo en K_s . Criterios de selección de LBCGS* (Trabajo de Investigación del Tercer Ciclo). 2001, Universidad de La Laguna
- [12] Cristóbal, D., Prieto, M., Balcells, M., et al. 2002, RevMexAA Conf. Ser., en prensa

- [13] de Propriis, R., Stanford, S.A., Eisenhardt, P.R., Dickinson, M., Elston, R. 1999, AJ, 118, 719
- [14] Devillard, N., Jung, Y., Cuby, J.-G. 1999, The Messenger, 95
- [15] Djorgovski, S., Soifer, B.T., Pahre, M.A., et al. 1995, ApJ, 438, L13
- [16] Driver, S.P., Phillipps, S., Davies, J.I., Morgan, I., Disney, M.J. 1994, MNRAS, 266, 155
- [17] Drory, N., Feulner, G., Bender, R., et al. astro-ph/0102354
- [18] Ellis, R.S. 1983, *The Origin and Evolution of Galaxies*, ed. P. Crane and K. Kjar (Garching: ESO)
- [19] Ellis, R S. 1997, ARA&A, 35, 389
- [20] Fowler, A.M., Gatley, I. 1990, ApJ, 353, L33
- [21] Gago, F. *Driving the Hawaii-2 Detector*. 2001, EMIR IAC Technology Division, DE/TN-EMI/076v.1
- [22] Gallego, J., Serrano, Á., Cardiel, N., et al. 2001, *The Promise of the Herschel Space Observatory*. Eds. G.L. Pilbratt, J. Cernicharo, A.M. Heras, T. Prusti, & R. Harris. ESA-SP 460, 405
- [23] Gallego, J., Cardiel, N., Serrano, Á., et al. 2002, *Proceedings of Astronomical Telescopes and Instrumentation*, SPIE, Hawaii
- [24] Gallego, J., Zamorano, J., Serrano, Á., et al. 2002, RevMexAA Conf. Ser., en prensa
- [25] García-Dabó, C.E., Gallego, J. 1998, AP&SS, 263, 99
- [26] Gardner, J.P., Cowie, L.L., Wainscoat, R.J. 1993, ApJ, 415, L9
- [27] Gardner, J.P., Sharples, R.M., Carrasco, B.E., Frenk, C.S. 1996, MNRAS, 282, L1
- [28] Gardner, J.P., Sharples, R.M., Frenk, C.S. 1997, ApJ, 480, L99

- [29] Gil de Paz, A. et al. 2000, MNRAS, 316, 357
- [30] Glass, I.S. 1999, *Handbook of Infrared Astronomy*, Cambridge University Press, Cambridge, UK
- [31] Glazebrook, K., Peacock, J.A., Collins, C.A., Miller, L. 1994, MNRAS, 266, 65
- [32] Glazebrook, K., Peacock, J.A., Miller, L., Collins, C.A., 1995, MNRAS, 275, 1690.
- [33] Groth, E.J., Kristian, J.A., Lynds, R., O’Neil, E.J., Jr., Balsano, R., Rhodes, J. 1994, AAS, 185, 5309
- [34] Hogg, D.W., Pahre, M.A., McCarthy, J.K., et al. 1997, MNRAS, 288, 404
- [35] Huang, J.-S., Cowie, L.L., Gardner, J.P., Hu, E.M., Songaila, A., Wainscoat, R.J. 1997, ApJ, 476, 12
- [36] Huang, J.-S., Thompson, D., Kümmel, M.W., et al. astro-ph/0101269
- [37] Hubble, E. 1934, ApJ, 79, 8
- [38] Hubble, E. 1936, ApJ, 84, 517
- [39] Hunt, L.K., Mannucci, F., Testi, L., et al. 1998, AJ, 115, 2594
- [40] Hutchings, J.B., Stetson, P.B., Robin, A., Webb, T. 2002, PASP, 114, 761
- [41] Jenkins, C.R., Reid, I.N., 1991, AJ, 101, 1595
- [42] Kochanck, C.S., Pahre, M.A., Falco, E.E., et al. astro-ph/0011456
- [43] Koo, D.C. 1986, ApJ, 311, 651
- [44] Koo, D.C., Kron, R.G. 1992, ARA&A, 30, 613
- [45] Koo, D.C., Vogt, N.P., Phillips, A.C., Guzmán, R., et al. 1996, ApJ, 469, 535
- [46] Kruchten, P. *Rational Unified Process-An Introduction*, Addison-Wesley, 1999

- [47] Kümmel, M.W., Wagner, S.J. 2000, A&A, 353, 867
- [48] Leinert, C., Bowyer, S., Haikala, L.K., et al. 1998, A&AS, 127, 1
- [49] Loveday, J. 2000, MNRAS, 312, 557
- [50] Madau, P., Ferguson, H.C., Dickinson, M.E., Giavalisco, M., Steidel, C., Fruchter, A. 1996, MNRAS, 283, 1388
- [51] Maihara, T., Iwamuro, F., Tanabe, H., et al. 2001, PASJ, 53, 25
- [52] Mannucci, F., Basile, F., Poggianti, B.M., et al. astro-ph/0104427
- [53] Martini, P. 2001, AJ, 121, 598
- [54] McCracken, H.J., Metcalfe, N., Shanks, T., Campos, A., Gardner, J.P., Fong, R. 2000, MNRAS, 311, 707
- [55] McLeod, B.A., Bernstein, G.M., Rieke, M.J., Tollestrup, E.V., Fazio, G.G. 1995, ApJS, 96, 117
- [56] McLean, I.S. 1997, *Instrumentation for Large Telescopes*. VII Canary Islands Winter School of Astrophysics, Cambridge University Press, Cambridge, UK
- [57] Metcalfe, N., Shanks, T., Fong, R., Roche, N. 1995, MNRAS, 273, 257
- [58] Minezaki, T., Kobayashi, Y., Yoshii, Y., Peterson, B. 1998, ApJ, 494, 111
- [59] Mobasher, B., Ellis, R.S., Sharples, R.M. 1986, MNRAS, 223, 11
- [60] Mobasher, B., Sharples, R.M., Ellis, R.S. 1993, MNRAS, 263, 560
- [61] Monet, D., Bird A., Canzian, B., et al. 1998, The USNO-A2.0 Catalogue, U.S. Naval Observatory, Washington DC
- [62] Moustakas, L.A., Davis, M., Graham, J.R. et al. 1997, ApJ, 475, 445
- [63] Oke, J.S. 1974, ApJS, 27, 21

- [64] Pelló, R., Miralles, J.M., Le Borgne, J.-F., Picat, J.-P., Soucail, G., Bruzual, G. 1996, A&A, 314, 73
- [65] Pence, W. 1976, ApJ, 203, 39
- [66] Persson, S.E., Murphy, D.C., Krzeminski, W., Roth., M., Rieke., M.J. 1998, AJ, 116, 2475
- [67] Poggianti, B.M. 1997, A&AS, 122, 399
- [68] Ramsay, S.K., Mountain, C.M., Geballe, T.R. 1992, MNRAS, 259, 751
- [69] Rousselot, P., Lidman, C., Cuby, J.-G., Moreels, G., Monnet, G. 2000, A&A, 354, 1134
- [70] Saracco, P., Iovino, A., Garilli, B., Maccagni, D., Chincarini, G. 1997, AJ, 114, 887
- [71] Saracco, P., D’Odorico, S., Moorwood, A., Buzzoni, A., Cuby, J.-G., Lidman, C. 1999, A&A, 349, 751
- [72] Schlegel, D.J., Finkbeiner, D.P., Davis, M. 1998, ApJ, 500, 525
- [73] Serrano, Á., Gallego, J., Cardiel, N., et al. 2001, *Highlights of Spanish astrophysics II, Proceedings of the 4th Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society (SEA)*. Dordrecht: Kluwer Academic Publishers, 2001 xxii, 409 p. Edited by Jaime Zamorano, Javier Gorgas, and Jesús Gallego. ISBN 0792369742, p.403
- [74] Serrano, Á., Cardiel, N., Gallego, J. et al. 2002, RevMexAA Conf. Ser, en prensa
- [75] Serrano, Á., Cardiel, N., Gallego, J. et al. 2002, *Proceedings of 5th Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society (SEA)*, en prensa
- [76] Smail, I., Hogg, D.W., Yan, L., Cohen, J.G. 1995, ApJ, 449, L105
- [77] Soifer, B.T., Matthews, K., Djorgovski, S., et al. 1994, ApJ, 420, L1
- [78] Spagna, A. 2001. *Guide star requirements for NGST: Deep NIR starcounts and guide stars catalogue*. STScI-NGST-R-0013B, Space Telescope Science Institute, Next Generation Space Telescope Mission.

- [79] Szokoly, G.P., Subbarao, M.U., Connolly, A.J., Mobasher, B. 1998, ApJ, 492, 452
- [80] Tinsley, B.M. 1980, ApJ, 241, 41
- [81] Totani, T., Yoshii, Y., Maihara, T., Iwamuro, F., Motohara, K. 2001, astro-ph/0106323
- [82] Tyson, J.A. 1988, AJ, 96, 1
- [83] Väisänen, P., Tollestrup, E.V., Willner, S.P., Cohen, M. 2000, ApJ, 540, 593
- [84] Yan, L., McCarthy, P.J., Storrie-Lombardi, L.J., Weymann, R.J. 1998, ApJ, 503, L19
- [85] Yoshii, Y., Peterson, B. 1995, ApJ, 444, 15
- [86] Wainscoat, R.J., Cowie, L.L. 1992, AJ, 103, 332